

523.11 (085.3)

WSZYSTKIE PRAWA ZASTRZEŻONE

## ROZDZIAŁ I

### Ruch dzienny sklepienia niebieskiego

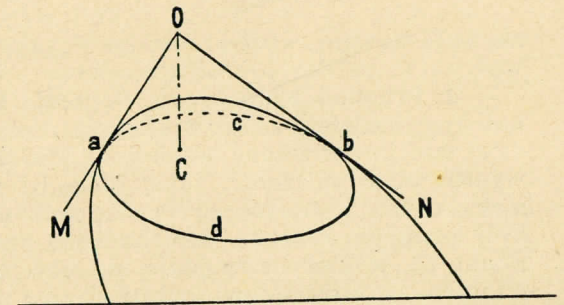
**1. Widnokrąg. Horyzont fizyczny. Kształt ziemi.** Gdy z jakiegoś miejsca na powierzchni ziemi patrzymy w dół, obejmujemy wzrokiem tylko niewielki jej obszar wokół miejsca obserwacji. Wielkość tego obszaru jest ściśle określona i nie zależy od dobroci wzroku ani też nie wydaje się większa przy użyciu lunety. Ażby poznać kształt ograniczenia tego obszaru, należy wykonywać spostrzeżenia w miejscu otwartym, t. j. na rozległej płaszczyźnie lub na powierzchni morza. Wówczas ograniczenie spostrzeganego obszaru przedstawia się nam w przybliżeniu jako koło, na którym zdaje się wspierać półkuliste sklepienie niebieskie.

Obraz powierzchni ziemi, który z jakiegoś miejsca można objąć wzrokiem, nazywa się *widnokregiem* tego miejsca, jego zaś ograniczenie *horyzontem fizycznym*.

Gdyby powierzchnia ziemi była płaska, możnaby na niej widzieć przedmioty tem dalsze, im lepszy byłby wzrok obserwatora lub wspierająca oko luneta. W rzeczywistości widnokrąg danego miejsca obserwacji jest ograniczony i niezmienny. Wynika stąd, że powierzchnia ziemi jest powierzchnią krzywą.

Objaśnia się to w sposób następujący. Ponieważ światło dochodzi prostoliniowo do oka  $O$  (ryc. 1) od przedmiotów, znajdujących się na powierzchni

krzywej  $MN$ , przeto najdalszymi punktami tej powierzchni, które z punktu  $O$  jeszcze dostrzec można, są te, w których proste, poprowadzone z punktu  $O$ , są do tej powierzchni styczne. W przypadku więc, przedstawionym na ryc. 1, granicą obrazu, widzianego z punktu  $O$ , byłaby linja krzywa  $abcd$ , która nie jest kołem, ponieważ rzut punktu  $O$  na powierzchnię  $MN$ , czyli punkt  $C$ , nie jest jednakowo odległy od wszystkich punktów krzywej  $abcd$ . Ażby ta krzywa dla każdego punktu  $O$ , umieszczonego nad powierzchnią  $MN$ , była kołem, powierzchnia ta musi być kulista, co wynika z własności kuli.



Ryc. 1.

W tym wypadku (ryc. 2) punkt  $C$  jest jednakowo odległy od wszystkich punktów krzywej  $abcd$ , ograniczającej widnokrąg.

Z jakiegokolwiek punktu, wzniesionego nad powierzchnię ziemi, patrzymy w dal, ograniczenie widnokregu czyli horyzont fizyczny wydaje się nam kołem. Stąd też, oraz na podstawie uwag, powyżej podanych, dochodzimy do wniosku, że *ziemia jest kulą*, na której powierzchni my się znajdujemy.

Ponieważ sklepienie niebieskie wydaje się zawsze jednakowo półkuliste niezależnie od miejsca, w którym na powierzchni ziemi znajduje się obserwator, wobec tego i sklepienie niebieskie należy uważać za kulę, mającą środek w miejscu obserwacji.

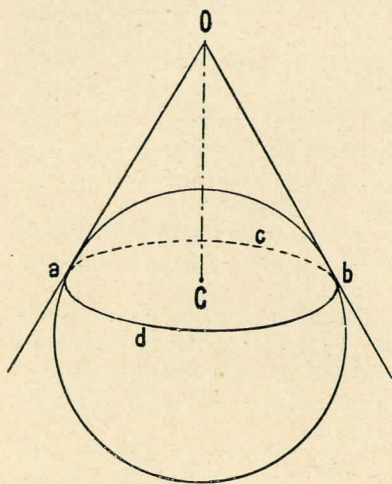
Wszelkim ruchom obserwatora na powierzchni ziemi towarzyszy pozorna zmiana wzajemnej odległości przedmiotów ziemskich, która dla obserwatora jest tem trudniej dostrzegalna, im dalej od niego znajdują się obserwowane przedmioty. Inaczej pod tym wzglę-

dem zachowują się ciała niebieskie, gdyż skutkiem zmiany miejsca obserwacji nie zmienia się dostrzegalnie ich wzajemna odległość, z czego wynika, że oddalenia ciał niebieskich od ziemi są w porównaniu z jej rozmiarami bardzo wielkie. Oddalenia te są w rzeczywistości tak olbrzymie, że możemy je uważać za nieskończenie wielkie, a w takim razie kulę ziemską co do rozmiarów za punkt. W tem założeniu, utożsamiając dowolnie jej powierzchnię, możemy przyjąć, że pozorne sklepienie niebieskie ma kształt kuli, której środkiem jest ziemia, uważana jako punkt.

Dokładne badania kształtu ziemi wykazują, że nie jest ona ściśle kulą, ale ponieważ ma postać, bardzo do kuli zbliżoną, będziemy ją uważali

za kulę zawsze wtedy, gdy takie założenie uprości wykład, nie wpływając na dokładność wniosków.

**2. Promień widnokregu. Depresja horyzontu fizycznego.** Przy kulistym kształcie ziemi widnokrąg musi być tem większy, im bardziej nad powierzchnię wzniesione jest oko obserwatora. Nietrudno wyprowadzić zależność, jaka zachodzi między tem wzniesieniem a wielkością widnokregu. Niechaj koło na ryc. 3 przedstawia przekrój ziemi płaszczyzną, przechodzącą przez środek ziemi  $C$  i przez punkt  $O$ , w którym znajduje się oko obserwatora; punkt  $A$  jest punktem przecięcia powierzchni ziemi z prostą  $CO$ ; odcinek  $aC = R$  jest promieniem ziemi; odcinek  $AO = w$  jest wzniesieniem punktu  $O$  nad powierzchnię ziemi. Styczna  $Oa$  określa w punkcie  $a$  jeden z punktów horyzontu fizycznego, którego środkiem jest punkt  $m$ , a odcinek  $ma = \rho$  jego promieniem. Promieniem widnokregu jest łuk  $Aa = s$ , leżący naprzeciw kąta środkowego  $aCA = k$ . Kąt  $k$  nazywa się *depresją* lub *obniżeniem horyzontu fizycznego*.



Ryc. 2.

Między wielkościami  $k$  i  $s$  zachodzi prosty związek, wypływający z następującej proporcji:

$$s : 2R\pi = k : 360^\circ, \text{ skąd } s = R \cdot k \cdot \frac{2\pi}{360^\circ}$$

Kąt  $k$ , jako bardzo mały, wyrażamy w sekundach łukowych, oznaczając go wtedy znakiem  $k''$ ; wyrażając w ostatnim równaniu także kąt  $360^\circ$  w sekundach łukowych i uwzględniając, że ułamek  $\frac{2\pi}{360 \cdot 60 \cdot 60}$  przedstawia wartość wstawy dla kąta  $1''$ , otrzymujemy:

$$s = R \cdot k'' \cdot \frac{2\pi}{360 \cdot 60 \cdot 60} = R \cdot k'' \cdot \sin 1'' \quad (1)$$

Kąt  $k$  możemy wyrazić jako funkcję wzniesienia  $w$  oraz promienia ziemi  $R$ ; mianowicie z trójkąta  $aCO$  (ryc. 3), prostokątnego przy wierzchołku  $a$ , otrzymujemy:

$$\operatorname{tg} k = \frac{aO}{R} = \frac{\sqrt{(R+w)^2 - R^2}}{R} = \sqrt{2 \cdot \frac{w}{R} + \left(\frac{w}{R}\right)^2}$$

W praktyce wzniesienie  $w$  stanowi zawsze bardzo mały ułamek promienia ziemi  $R$ , można więc w powyższym wzorze wyraz kwadratowy jako znikomo mały opuścić, przez co otrzymujemy

$$\operatorname{tg} k = \sqrt{2 \cdot \frac{w}{R}}$$

Ponieważ kąt  $k$  — jak już wyżej wspomnieliśmy — przedstawia bardzo małą wartość, możemy przyjąć z wystarczającą dokładnością

$$\operatorname{tg} k = k'' \cdot \operatorname{tg} 1'' = k'' \cdot \sin 1''$$

Uwzględniając to uproszczenie, otrzymujemy:

$$k'' \cdot \sin 1'' = \sqrt{2 \cdot \frac{w}{R}} \quad (2)$$

Podstawiając ostatnie wyrażenie w równaniu (1), otrzymujemy:

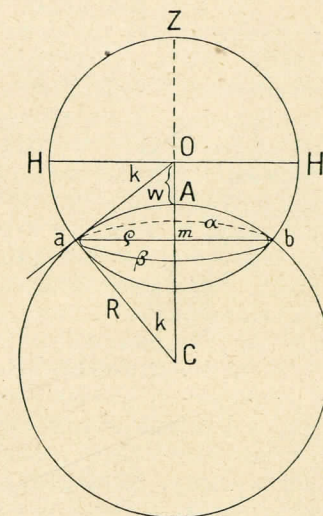
$$s = \sqrt{2R \cdot w} \quad (3)$$

Promień kuli ziemskiej  $R$  znany jest obecnie dokładnie, o czym później będzie mowa. Gdy chodzi o obliczenie promienia widnokregu, wystarczy przyjąć przybliżoną wartość  $R = 6,370.000 \text{ m}$ .

Uwzględniając tę wartość w równaniu (2) i (3), a nadto zważywszy, że  $\sin 1'' = \frac{1}{206.265}$ , otrzymujemy:

$$k'' = 115 \cdot 6'' \cdot \sqrt{w} \quad (4)$$

$$s = 3569 \cdot \sqrt{w} \text{ metrów} \quad (5)$$



Ryc. 3.

Rzeczywiste wartości różnią się nieco od powyższych, ponieważ wpływa na nie także refrakcja w atmosferze ziemskiej, tutaj niewzględniona (p. rozdział VIII). Po uwzględnieniu refrakcji wartości te wynoszą:

$$k'' = 106 \cdot 5'' \cdot \sqrt{w} \quad (4')$$

$$s = 3862 \cdot \sqrt{w} \text{ metrów} \quad (5')$$

Zadanie:

Obliczyć depresję horyzontu fizycznego i promień widnokregu, gdy  $w = 1 \cdot 75 m$  (średni wzrost człowieka), 330 m, 1800 m, 4500 m, 12380 m!

**3. Sklepienie niebieskie.** Sklepienie niebieskie ma postać odcinka kuli  $aHZH'b$  (ryc. 3), ograniczonego horyzontem fizycznym  $aa\beta\beta$ ; w środku tej kuli znajduje się obserwator. Prowadząc prostą  $OH$ , prostopadłą do kierunku  $CO$  w punkcie  $O$ , widzimy, że odcinek kuli  $aZb$  tylko o pas  $aHH'b$  jest większy od półkuli  $\dot{H}ZH'$ ; pas ten zaś jest bardzo wąski, gdyż łuk  $aH$  równa się kątowi  $k$ , którego wartość według wzoru (4) jest zawsze bardzo mała. Można więc zawsze w przybliżeniu uważać sklepienie niebieskie za półkuliste.

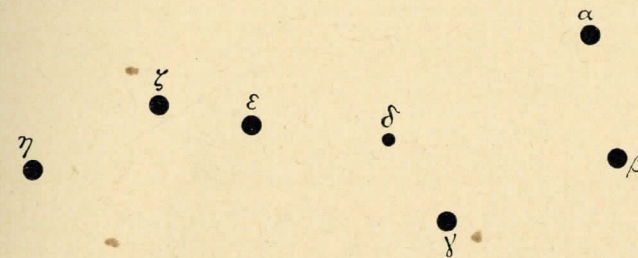
Na tem sklepieniu widzimy w dzień słońce, a w nocy gwiazdy. Gwiazdy różnią się jasnością; wszystkie gwiazdy, widzialne gołym okiem, dzielą się na sześć wielkości, przyczem najjaśniejsze należą do pierwszej, najślabsze zaś do szóstej wielkości. Tworzą one pewne konfiguracje, które pozwalają poszczególne gwiazdy łatwo odróżniać od siebie. Takie wyróżnione grupy gwiazd nazywają się *gwiazdozbiorami* czyli *konstelacjami*. Przeważna część gwiazdozbiorów została wydzielona już w starożytności, a nazwy, które im nadano, pozostają w związku z pewnymi mitami. Także poszczególne jasne gwiazdy mają swoje imiona, częściowo nadane im już w starożytności, przeważnie przez Arabów; prócz tego najjaśniejsze gwiazdy gwiazdozbiorów oznaczane są literami alfabetu greckiego, mniejsze zaś są ponumerowane liczbami arabskimi.

**4. Orientowanie się na niebie.** Znajomość gwiazdozbiorów i jaśniejszych gwiazd, czyli t. zw. *astrognozja*, jest podstawą umiejętności orientowania się na niebie. Nie jest to umiejętność trudna i w krótkim czasie można przy pewnej cierpliwości dojść do znacznej wprawy. Najdogodniej rozpoczynać naukę, biorąc za podstawę w szukaniu gwiazd powszechnie znany gwiazdozbiór *Wielką Niedźwiedzicę*, którego część charakterystyczną tworzy siedm gwiazd, rozmieszczonych w sposób, przedstawiony na ryc. 4; obok gwiazd są tu podane litery greckie, któremi te gwiazdy są oznaczone. Gwiazdozbiór ten bywa też nazywany *Wielkim Wozem*, w którym gwiazdy  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$  i  $\delta$  są *kołami*, gwiazdy zaś  $\epsilon$ ,  $\zeta$  oraz  $\eta$  tworzą *dyszel*. Wszystkie te gwiazdy są drugiej wielkości z wyjątkiem gwiazdy  $\delta$ , która jest trzeciej wielkości.

Gdy przez tylne koła ( $\alpha$ ,  $\beta$ ) w kierunku od  $\beta$  do  $\alpha$  poprowadzimy na niebie łuk, to w odległości, równej pięciokrotnej długości łuku  $\alpha\beta$ , znajdziemy na nim gwiazdę drugiej wielkości  $\alpha$  *Niedźwiedzicy Małej*, która, jak zobaczymy (ust. 8), znajduje się bardzo blisko północnego bieguna nieba i przeto jest naszą gwiazdą biegunową lub polarną. Gwiazdozbiór *Niedźwiedzicy Małej* jest z kształtu

podobny do *Niedźwiedzicy Wielkiej*, ale jest od niego znacznie mniej wybitny, gdyż tylko gwiazda  $\alpha$ , która co do położenia w tym gwiazdozbiórze odpowiada gwiazdzie  $\eta$  *Niedźwiedzicy Wielkiej*, oraz jedno z tylnych kół są 2-iej wielkości, pozostałe zaś gwiazdy są 3-iej, 4-iej i 5-iej wielkości.

Po drugiej stronie gwiazdy biegunowej, naprzeciw dyszla *Wielkiego Wozu*, znajduje się gwiazdozbiór *Kasjopea*, w kształcie sple-



Ryc. 4.

szczonej litery W. Na wschód od *Kasjopei* leży półkolista, obfity w gwiazdy *Perseusz*, a dalej gwiazdozbiór *Wóżnica*, który zwraca uwagę żółtawą gwiazdą 1-iej wielkości,  $\alpha$  *Wóżnicy*, zwaną *Capella* czyli *Koza*.

Prowadząc linię przez gwiazdy dyszla *Wielkiego Wozu* i przedłużając ją, spotykamy na przedłużeniu najpierw jasną gwiazdę *Arktura*, pomarańczowej barwy, czyli  $\alpha$  gwiazdozbioru *Wolarza*, a dalej białą gwiazdę 1-iej wielkości,  $\alpha$  gwiazdozbioru *Panny*, zwaną *Spica* lub *Kłos*. Sąsiednim gwiazdozbiorem na wschód od *Wolarza* jest *Korona Północna*, której 6 najjaśniejszych gwiazd tworzy półkole, zwrócone wypukłą stroną ku *Arkturowi*; środkowa gwiazda 2-iej wielkości jest to  $\alpha$  *Korony*, która nazywa się *Gemma* lub *Gnosia*. Łuk, poprowadzony przez *Arktura* i najbardziej na północ położoną gwiazdę *Korony*, przechodzi przez świetną, białą gwiazdę 1-iej wielkości *Wegę*, t. j.  $\alpha$  gwiazdozbioru *Lutni*; na drodze zaś między *Lutnią* a *Koroną* znaczny obszar nieba zajmuje *Herkules*. W sąsiedztwie *Lutni* łatwo dostrzec gwiazdozbiór *Łabędzia*, zwracający uwagę swym kształtem krzyża. Na południe od *Łabędzia* i *Lutni* dostrzegamy trzy gwiazdy, leżące prawie na jednej linii, z których środkowa jest 1-iej wielkości; gwiazdy te wchodzi w skład gwiazdozbioru *Orła*, którego środkowa gwiazda  $\alpha$  *Orła*, nazywa się *Atair*.

Prowadząc łuk od gwiazdy biegunowej przez *Kasjopeę*, natrafiamy na gwiazdozbiór *Andromedę*, którego częścią najwybitniejszą są trzy gwiazdy:  $\alpha$ ,  $\beta$  i  $\gamma$ , tworzące linię łamaną. Pierwsza z tych gwiazd jest wierzchołkiem wielkiego czworokąta, rozciągającego się bardziej ku południowi, który jest częścią gwiazdozbioru *Pegaza*, a wspiera się pozostałymi wierzchołkami na trzech jego najjaśniejszych gwiazdach:  $\alpha$ ,  $\beta$  i  $\gamma$ .

Linia, przecinająca *Perseusza* w kierunku od środka *Kasjopei*, przechodzi przez gwiazdozbiór *Byka*, którego najjaśniejsza gwiazda 1-iej wielkości *Aldebaran*, zwraca uwagę swoją czerwoną barwą.

W części gwiazdozbioru Byka między Aldebaranem a Perseuszem znajduje się ogólnie znana grupka, złożona z 7 gwiazd, zwana *Plejadami*, a popularnie *Kwoczką* lub *Babami*, (z których najjaśniejsza gwiazda nosi nazwę *Alcione*). Inna grupa gwiazd w postaci rzymskiej cyfry V, której podstawą jest Aldebaran, również do Byka należąca, ma nazwę *Hijady* czyli *Dżdżownice*.

Łuk, idący od Plejad przez Aldebarana, przecina najbogatszy w jasne gwiazdy gwiazdozbiór *Orjona*. Jest to wielki czworokąt, którego 2 wierzchołki tworzą gwiazdy 1-ej wielkości, biały *Rigel* i czerwona *Betelgeuze*. Wewnątrz czworokąta leżą w jednej linii trzy gwiazdy ( $\delta$ ,  $\epsilon$ , i  $\zeta$ ), tworzące *pas Orjona*, a poniżej pasa znowu trzy mniejsze gwiazdy stanowią *miecz Orjona*. Na przedłużeniu linii pasa Orjona leży najjaśniejsza ze wszystkich gwiazd, *Syrjusz*, a *Psa Wielkiego*, a na przedłużeniu północnego boku czworokąta Orjona leży gwiazda  $\alpha$  *Malego Psa*, zwana *Procyonem*, dalej zaś gwiazda *Regulus* czyli  $\alpha$  *Lwa*.

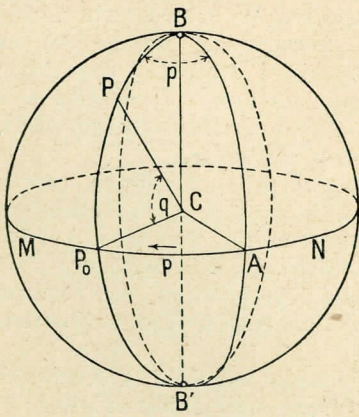
Łuk, poprowadzony przez gwiazdy Betelgeuze i Rigel, przechodzi przez gwiazdozbiór *Bliźnięta*, w którym najjaśniejszymi są dwie gwiazdy, biały *Kastor* i żółtawy *Polluks*.

#### Ćwiczenia:

- Znaleźć za pomocą ruchomej mapy nieba:
    - jakie gwiazdozbiory i jakie gwiazdy 1-ej wielkości znajdują się nad horyzontem 25 marca o godzinie 21-ej i 3 lipca o północy;
    - w których dniach te same części nieba widzialne są o godzinie 19-ej?
  - Zaobserwować w dowolnym dniu wieczorem obraz nieba i zapoznać się przy pomocy mapy z nazwami widzianych gwiazdozbiorów i najjaśniejszych gwiazd.
- UWAGA: Ćwiczenia, wymagające mapy nieba, należy wykonywać przy pomocy ruchomej »Mapy nieba, widzialnego na Ziemiach Polskich« prof. Ernsta.

**5. Spółrzedne sferyczne.** Obserwacje stwierdzają zmiany, zachodzące w położeniu gwiazd względem horyzontu fizycznego, oraz zmiany położenia niektórych ciał niebieskich względem gwiazd stałych. Celem badania tych zmian odnosimy położenie ciał niebieskich do pewnych układów spółrzednych i określamy ich spółrzedne.

Niechaj na powierzchni kuli (ryc. 5), której środkiem jest punkt  $C$ , dany będzie jakiś punkt  $B$ . Poprowadźmy płaszczyznę prostopadłą do średnicy  $BB'$ , która na powierzchni kuli określi koło  $MN$ , oraz półkole  $BAB'$ , przecinające koło  $MN$  w punkcie  $A$ ; wówczas koło  $MN$  i półkole  $BAB'$  mogą służyć za układ spółrzednych. W takim układzie koło  $MN$  nazywa się *kołem głównym*, półkole  $BAB'$  — *półkolem początkowym*, punkty  $B$  i  $B'$  — *biegunami*, średnica  $BB'$  — *osią*, a punkt  $A$  — *początkiem układu*. Prócz tego jeden z biegunów układu np.  $B$  musi być przyjęty za dodatni, a więc przeciwny za ujemny, oraz musi być podany dodatni kierunek rachuby na kole głównym, np. wskazany przez strzałkę na rycinie 5.



Ryc. 5.

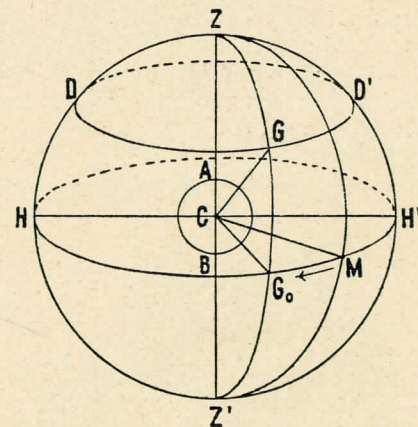
Położenie jakiegoś punktu  $P$  w tym układzie określa się w sposób następujący: Prowadzimy przez bieguny i punkt  $P$  półkole, które przecina koło główne w punkcie  $P_0$ ; położenie punktu  $P$  jest określone przez łuk  $AP_0 = \sphericalangle ACP_0 = p$  i przez łuk  $P_0P = \sphericalangle P_0CP = q$ . Kąty  $p$  i  $q$ , określające położenie punktu  $P$  na powierzchni kuli, nazywają się *spółrzednymi sferycznymi* i również układ, do którego się odnoszą, zwie się *sferycznym*.

**6. Układ poziomy.** Podstawowym kierunkiem w danym punkcie ziemi jest *kierunek pionowy*. Kierunek ten w punkcie  $A$  na powierzchni ziemi, uważanej za kulę (ryc. 6), jest prostopadły do powierzchni ziemi w tym punkcie, przechodzi przez środek kuli ziemskiej  $C$ , a w przedłużeniu przecina sklepienie niebieskie w dwóch diametralnie przeciwległych punktach  $Z$  i  $Z'$ , z których pierwszy  $Z$  nazywa się *zenitem* czyli *wierzchołkiem* punktu  $A$ , drugi zaś  $Z'$  — zwie się *nadirem* czyli *spodkiem* tegoż punktu. Widzimy też z ryc. 6, że  $Z'$  jest zenitem, a  $Z$  nadirem punktu  $B$ , diametralnie przeciwległego punktowi  $A$  na powierzchni ziemi.

Każda płaszczyzna, przechodząca przez pion, przechodzi też przez środek ziemi, zenit oraz nadir i nazywa się *płaszczyzną pionową*. Płaszczyzny pionowe określają na sklepieniu niebieskim wielkie koła, które przechodzą przez zenit i nadir i nazywają się *kołami wierzchołkowymi* lub *kołami wysokości*; np. koło  $ZGZ'$  na ryc. 6 jest kołem wysokości.

Każda płaszczyzna, prostopadła do pionu, nazywa się *płaszczyzną poziomą*. Płaszczyzna pozioma, przechodząca przez dany punkt, nazywa się *poziomem* tego punktu; gdy punktem tym jest punkt powierzchni morza, to poziom jego jest *poziomem morza* w tym punkcie. *Wzniesieniem ponad poziom morza* jakiegoś punktu nazywa się odcinek pionu, zawarty między poziomem tego punktu a poziomem morza, gdyby ono do pionu tego punktu dochodziło.

Płaszczyzna pozioma, przechodząca przez środek ziemi, określa na sklepieniu niebieskim wielkie koło, które nazywa się *horyzontem astronomicznym miejsca obserwacji*. W założeniu zanikomych rozmiarów ziemi w stosunku do odległości gwiazd, horyzont astronomiczny schodzi się z wielkim kołem na niebie, określonym przez poziom miejsca obserwacji. Małe koła, równoległe do horyzontu astronomicznego, nazywają się *almukantarami*. Na ryc. 6 horyzontem astronomicznym jest koło  $HH'$ , almukantarem zaś koło  $DGD'$ . Almukantarem jest również horyzont fizyczny według określenia, podanego w ustępie 2, a kąt  $k = HOa$  na ryc. 3 jest miarą, o ile horyzont fizyczny punktu  $O$  opuszczony jest poniżej horyzontu astronomicznego tego punktu. Nazywa się on dlatego *depresją* lub *obniżeniem horyzontu fizycznego*.

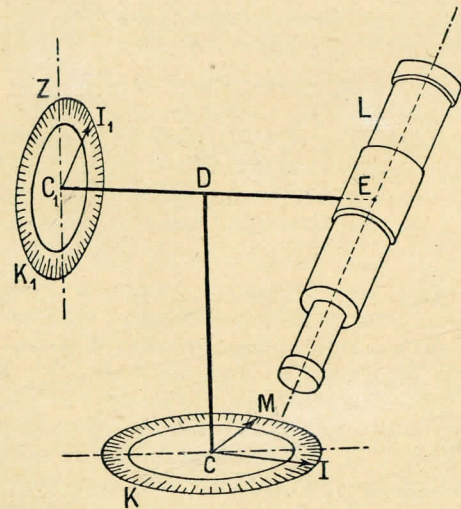


Ryc. 6.

Przez każdy punkt na niebie można poprowadzić tylko jeden almukantar i tylko jedno koło wysokości. Chcąc określić położenie jakiegoś punktu na sklepieniu niebieskiem, należy podać almukantar i półkole wysokości tego punktu.

Almukantar określa się przez jego *wysokość*, t. j. łuk  $G_oG$  (ryc. 6), zawarty pomiędzy horyzontem astronomicznym a almukantarem, lub też przez odpowiadający mu kąt środkowy  $G_oCG$ . Zamiast przez wysokość można określić almukantar także przez *odległość zenitalną*, t. j. przez łuk  $ZG$  lub odpowiedni kąt  $ZCG$ . Wysokość liczy się dodatnio w kierunku od horyzontu do zenitu od  $0^{\circ}$  do  $90^{\circ}$ ; odległość zenitalna jest dopełnieniem wysokości do  $90^{\circ}$ . Wysokość oznaczać będziemy przez  $h$ , a odległość zenitalną przez  $z$ .

Aby określić półkole wysokości  $ZGZ'$ , przechodzące przez punkt  $G$ , należy obrać jedno półkole wysokości za półkole początkowe, np. półkole  $ZMZ'$ ; wtedy położenie półkola wysokości punktu  $G$  określone jest przez kąt dwuścienny  $MZG$ , zawarty między płaszczyznami tych kół, albo przez odpowiedni kąt  $MCG_o$ , leżący w płaszczyźnie horyzontu, lub też wreszcie przez odpowiedni łuk na horyzoncie  $MG_o$ . Za półkole początkowe przyjmuje się t. zw. *południk astronomiczny*, którego znaczenie podane będzie później (ust. 8). Kąt, zawarty między południkiem astronomicznym a półkolem wysokości gwiazdy, nazywa się *azymutem* i liczy się od  $0^{\circ}$  do  $360^{\circ}$  dodatnio w kierunku ruchu wskazówek zegara. Jeżeli na ryc. 6



Ryc. 7.

koła  $ZMZ'$  jest południkiem astronomicznym, albo też łuk  $MG_o$  jest azymutem punktu  $G$  — i w przypadku, przedstawionym na ryc. 6, dodatnim. Azymut oznaczać będziemy literą  $a$ .

Wysokość (wzgl. odległość zenitalna) i azymut określają w zupełności położenie ciała niebieskiego nad poziomem; są to więc jego *spółrzędne poziome*.

#### Ćwiczenie:

Przy pomocy ruchomej mapy nieba orzec, w którym gwiazdozbiory znajduje się w danej chwili zenit.

**7. Narzędzie uniwersalne.** Do wyznaczania współrzędnych poziomowych ciał niebieskich służy przyrząd, zwany *narzędziem uniwersalnym* lub *teodolitem*. Schemat takiego

osi poziomej  $C_1E$ . Dokoła osi poziomej, przechodzącej przez środek  $C_1$  prostopadłego do niej koła pionowego  $K_1$ , może się obracać osadzona na niej luneta  $L$ , a wraz z nią obraca się wskazówka  $C_1I_1$ , pozwalająca na podziałce koła  $K_1$  odczytywać położenie lunety.

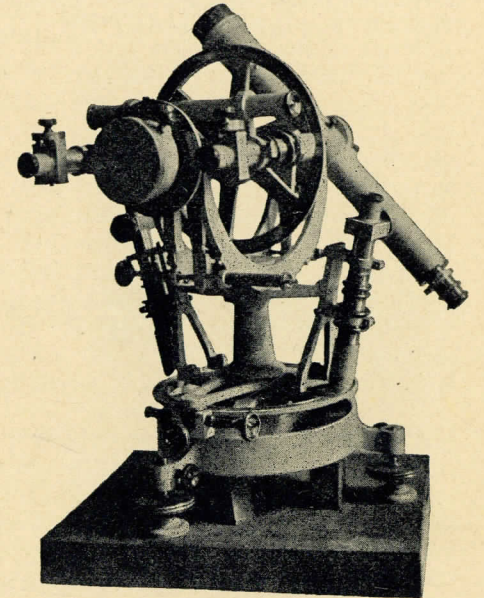
Przypuśćmy, że w przypadku, przedstawionym na rycinie 7, luneta zwrócona jest ku punktowi nieba, którego współrzędne poziome należy wyznaczyć. Niechaj na kole  $K$  punkt  $M$  odpowiada położeniu lunety, a więc i koła  $K_1$ , w płaszczyźnie południka; podobnie na kole  $K_1$  punkt  $Z$  niech odpowiada pionowemu położeniu lunety. Jak widzimy, kierunek lunety tworzy z pionem kąt  $ZC_1I_1$ . Jest to odległość zenitalna obserwowanego punktu; odpowiada jej na kole pionowym łuk  $ZI_1$ , który można odczytać. Tak samo kąt  $MCI$  przedstawia kąt, który płaszczyzna koła  $K_1$ , a więc też koła wierzchołkowego punktu obserwowanego, tworzy z płaszczyzną południka. Jest to więc azymut tego punktu, któremu na kole  $K$  odpowiada łuk  $MI$ .

W praktyce teodolit łączy się z rozmaitymi urządzeniami pomocniczymi, których celem jest osiągnięcie jak największej dokładności pomiarów oraz wygody. Tak np. ryc. 8 wyobraża narzędzie uniwersalne Zakładu astronomicznego Uniwersytetu we Lwowie.

#### 8. Ruch dzienny gwiazd.

Już powierzchowna obserwacja pozwala rozróżnić pośród gwiazd 2 kategorie. Jedne, jak np. znany wszystkim gwiazdozbiór Wielki Wóz, stale znajdują się nad horyzontem, inne zaś mogą ukrywać się pod nim. Mówimy, że gwiazda *wschodzi*, gdy znajduje się na horyzoncie astronomicznym, wznosząc się wyżej, *zachodzi* zaś, gdy znajduje się na horyzoncie astronomicznym, opuszczając się niżej. Punkty, w których gwiazda wschodzi i zachodzi, nazywają się odpowiednio *punktem wschodu* i *punktem zachodu*.

Gwiazdy stale zmieniają swoją wysokość nad horyzontem. Zmiany te zdarzają się w określonych granicach, co najłatwiej stwierdzić można bezpośrednio obserwacją u gwiazd, które stale znajdują się nad poziomem. Chwile, w których wysokość gwiazdy osiąga swe krańcowe wartości, nazywają się jej *kulminacjami*: gdy wysokość jest największa, zachodzi *kulminacja górna* czyli *górowanie* gwiazdy, gdy zaś wysokość jest najmniejsza, zachodzi *kulminacja dolna* czyli *dołowanie* gwiazdy. Punkty nieba, w których zachodzą kulminacje, nazywają się odpowiednio *punktem górowania* i *punktem*



Ryc. 8.

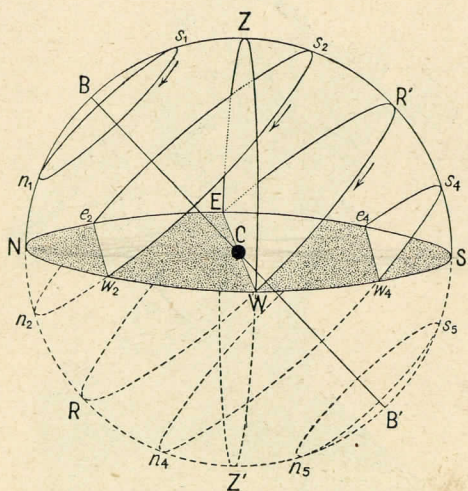
dołowania. Gwiazdy, które wschodzą i zachodzą, dołują pod poziomem; obserwować więc można tylko ich górowanie.

Wyniki obserwacji, odnoszących się do zmian współrzędnych poziomych, dadzą się ująć w następujące punkty:

1. Dana gwiazda wschodzi, zachodzi, góruje i dołuje zawsze w tych samych punktach nieba, np.  $e_4, w_4, s_2, n_1$  (ryc. 9).

2. Punkty górowania i dołowania wszystkich gwiazd, np.  $s_1, s_2, s_4, s_5$  i t. t. oraz  $n_1, n_2, n_4, n_5$  i t. d. leżą na jednym wielkim kole  $BZB'Z'$ , przechodzącym przez zenit i nadir miejsca obserwacji; punkty górowania leżą na półkole  $BZB'$ , punkty dołowania na półkole  $B'Z'B$ .

Półkole  $BZB'$ , na którym gwiazdy górują, nosi nazwę *południka astronomicznego*; obrane ono zostało za półkole początkowe, od którego się liczy azymuty (ust. 6). Linja prosta  $NS$  (nieoznaczona na



Ryc. 9.

rycinie), według której poziom miejsca obserwacji przecina się z płaszczyzną południka astronomicznego, zwie się *linią południkową*, punkt  $S$  zwie się *punktem południowym*, punkt  $N$  zaś *północnym*. Linja południkowa dzieli horyzont astronomiczny na dwa półkole; na jednym z nich, a mianowicie na leżącym po lewej stronie obserwatora, patrzącego w kierunku punktu  $S$ , znajdują się wszystkie punkty wschodu gwiazd, na drugim zaś wszystkie punkty zachodu. Punkt wschodu i zachodu danej gwiazdy są jednakowo oddalone od punktów  $N$  i  $S$ ; np.  $e_4S = Sw_4, e_4N = Nw_4$ . Linja prosta, prostopadła do

linji południkowej w punkcie  $C$ , przecina horyzont w punktach  $E$  i  $W$ , oddległych od punktów  $S$  i  $N$  o  $90^\circ$ . Pierwszy z nich nazywa się *punktem wschodnim*, drugi *punktem zachodnim*. Płaszczyzna pionowa, przechodząca przez te punkty i określająca na niebie koło wierzchołkowe  $EZWZ'$ , nazywa się *pierwszym kołem wierzchołkowym* lub *pierwszym wertykałem*.

3. Ruch każdej gwiazdy odbywa się na kole, przechodzącym przez punkt wschodu, punkt zachodu i punkty kulminacji tej gwiazdy, np.  $e_4s_4w_4n_4$ . Koła, które zakreślają różne gwiazdy, są do siebie równoległe i nazywają się *równoleżnikami*.

Niektóre równoleżniki, np.  $s_1n_1$ , całkowicie leżą nad horyzontem  $ESWN$ ; gwiazdy, zakreślające takie równoleżniki, zawsze znajdują się nad poziomem, a więc nigdy nie wschodzą i nie zachodzą. Inne równoleżniki, np.  $s_5n_5$ , leżą całkowicie pod horyzontem; gwiazdy, na nich się znajdujące, zawsze są pod poziomem, a więc również nigdy nie wschodzą i nie zachodzą. Wreszcie są równoleżniki, których część przypada nad horyzontem, część zaś pod nim,

np.  $s_4n_4$ . Gwiazda, która obiega takie koło, część jego zakreśla pod horyzontem, część zaś nad horyzontem, a więc w pewnych chwilach wschodzi i zachodzi. Część równoleżnika gwiazdy, przypadająca nad poziomem, np.  $e_4s_4w_4$ , nazywa się jej *łukiem dziennym*, część zaś pod poziomem leżąca, np.  $e_4n_4w_4$ , nazywa się *łukiem nocnym* tej gwiazdy. Równoleżnik  $ERWR'$ , przechodzący przez punkt wschodni i punkt zachodni, nazywa się *równikiem świata*; jest to koło wielkie, podzielone przez koło horyzontu na dwa półkole, z których jedno znajduje się nad poziomem, drugie zaś pod poziomem.

4. Środki wszystkich równoleżników leżą na jednej linii prostej  $BB'$ , przechodzącej przez miejsce obserwacji; można więc powiedzieć, że gwiazdy zakreślają koła naokoło tej linii prostej.

Prosta ta nazywa się *osią świata*. Przecina ona sklepienie niebieskie w dwóch punktach  $B$  i  $B'$ , które nazywają się *biegunami świata*. Biegun  $B$ , który znajduje się u nas nad poziomem, nazywa się *biegunem północnym*, biegun  $B'$ , znajdujący się u nas pod poziomem, nazywa się *biegunem południowym*. Położenie bieguna północnego wskazuje w przybliżeniu gwiazda  $\alpha$  Małego Wozu lub Małej Niedźwiedzicy ( $\alpha$  Ursae Minoris), która wskutek tego nazywa się *gwiazdą biegunową* czyli *polarną* (ust. 4). Odległość jej od bieguna  $B$  wynosi obecnie  $1^\circ 4'$ . W bliskości południowego bieguna niema tak jasnej gwiazdy; z jaśniejszych najbliższej tego bieguna znajduje się gwiazda  $\sigma$  Octantis, której odległość od bieguna południowego wynosi  $48'$ .

Oś świata tworzy z pionem danego miejsca obserwacji stały kąt  $BCZ$ ; zależnie od położenia punktu obserwacji na ziemi, a więc i kierunku pionu w tym miejscu, kąt ten jest w różnych miejscach różny. To samo dotyczy kąta nachylenia płaszczyzny równika względem poziomu, t. j. kąta  $SCR'$ , który równa się kątowi  $BCZ$ .

5. Im bliżej biegunów znajduje się gwiazda, tem mniejszy jest jej równoleżnik; gwiazda, znajdująca się na jednym z biegunów, zakreślałaby koło nieskończenie małe, czyli byłaby nieruchoma. Zgodnie więc z poprzedniem określeniem południka, przechodzi on przez bieguny świata, a płaszczyzna południka, jako przechodząca przez bieguny i środek ziemi, przechodzi też przez oś świata. Płaszczyzna południka jakiegoś miejsca obserwacji jest to zatem płaszczyzna pionowa, przechodząca przez oś świata, południkiem zaś astronomicznym tego miejsca jest półkole, przechodzące przez zenit i łączące oba bieguny.

6. Ruch gwiazd po równoleżnikach jest jednostajny, a pełny okres obiegu po nich jest dla wszystkich gwiazd jednakowy. Ruch ten nazywa się *ruchem dziennym*, a okres, w którym zjawiska ruchu dziennego się powtarzają, nazywa się *dobą gwiazdową*.

Przy ruchu tym gwiazdy nie zmieniają względnego położenia na sklepieniu niebieskiem, a więc odbywa się on w ten sposób, jak gdyby gwiazdy były przytwierdzone nieruchomo do sklepienia niebieskiego, obracającego się dokoła osi świata.

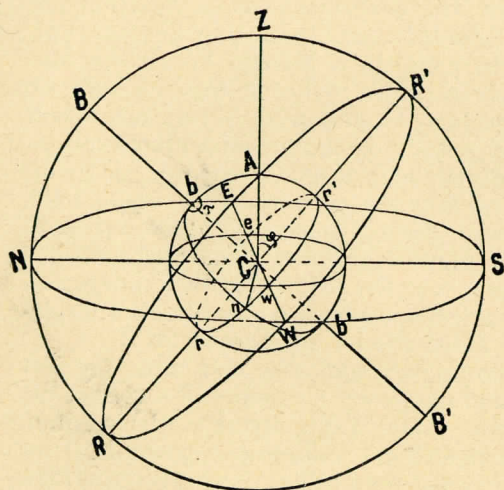
Zadanie i ćwiczenie:

1. Jakie wartości przybierać mogą azymuty gwiazd w chwili górowania i dołowania?

2. Zaobserwować długość doby gwiazdowej przy pomocy zegarka, mającego bieg uregulowany i codziennie kontrolowany np. z sygnałami radjowemi, postępując w sposób następujący: obracć dowolną gwiazdę, zakreślającą swój łuk dzienny

nisko nad horyzontem, i zaobserwować znikanie tej gwiazdy za dowolnym, możliwie dalekim i wysokim przedmiotem, np. kominem fabrycznym, zapisując czas znikania; po kilku dniach zaobserwować powtórnie z tego samego miejsca znikanie tej samej gwiazdy za tym samym przedmiotem. Odstęp czasu, który upłynął między temi obserwacjami, podzielony przez ilość dni, przedstawia długość doby gwiazdowej, wyrażoną w jednostkach średnich słonecznych.

**9. Spółrzedne geograficzne.** Wyobrażając sobie ziemię  $C$  (ryc. 10) jako kulę, spółśrodkową ze sklepieniem niebieskim, nazywamy część  $bb'$  osi świata  $BB'$ , zawartą w granicach kuli ziemskiej, *osią ziemską*; punkty, w których oś świata przecina się z powierzchnią ziemi, t. j. końce osi ziemskiej  $b$  i  $b'$ , nazywamy *biegunami ziemskimi*, a koło  $rr'$ , według którego powierzchnia ziemi przecina się z płaszczyzną równika świata  $RR'$ , *równikiem ziemskim*. Analogicznie *południkiem geograficznym* jakiegoś miejsca  $A$  na ziemi jest półkole  $bAb'$ , przechodzące przez to miejsce, którego końcami są bieguny ziemskie, a *równoleżnikiem* geograficznym tego miejsca jest koło, równoległe do równika, a przechodzące przez to miejsce.



Ryc. 10.

Położenie punktu  $A$  na powierzchni ziemi jest określone przez następujące dwie spółrzedne: 1) *szerokość geograficzną*, t. j. kąt  $r'CA = \varphi$  pomiędzy płaszczyzną równika a promieniem kuli ziemskiej  $CA$ , przechodzącym przez ten punkt; 2) *długość geograficzną*, t. j. kąt  $nCr' = \lambda$ , który tworzy południk punktu  $A$  z innym południkiem  $bnb'$ , obranym za początek rachuby. Spółrzedne powyższe nazywają się *spółrzednymi geograficznymi*.

Szerokość geograficzną liczy się od  $0^\circ$  do  $90^\circ$ , na północ od równika dodatnio, na południe ujemnie. Za początek rachuby długości geograficznej przyjmuje się południk, przechodzący przez jakieś wybitniejsze obserwatorium (np. Greenwich, Paryż, Berlin), który nazywa się *południkiem głównym*; w geografii liczy się od  $0^\circ$  do  $180^\circ$  na wschód od głównego południka długość wschodnią, na zachód — zachodnią. W astronomii za południk główny, powszechnie przyjmuje się południk greenwichski i liczy się długość geograficzną od  $0^\circ$  do  $360^\circ$  na zachód od tego południka dodatnio, a na wschód ujemnie.

Z określenia szerokości i długości wynika, że punkty powierzchni ziemi, leżące na jednym równoleżniku, mają jednakową szerokość geograficzną, punkty zaś, leżące na jednym południku, mają jednakową długość geograficzną.

Z ryciny 10 widzimy, że  $\sphericalangle ACr' = \sphericalangle ZCR' = \sphericalangle BCN$ . Kąt  $ZCR'$  jest zbroczeniem zenitu punktu  $A$ , a kąt  $BCN$  jest wysokością bieguna  $B$  nad poziomem punktu  $A$ . Widzimy więc, że szerokość

geograficzna w danym punkcie ziemi równa się zbroczeniu zenitu lub też wysokości bieguna w tym punkcie, t. j.  $\varphi = \delta_z = h_B$ .

Kąt  $R'CS$ , który tworzy płaszczyzna pozioma miejsca obserwacji z płaszczyzną równika, nazywa się *wzniesieniem równika nad poziomem*. Jest  $\sphericalangle R'CS = \sphericalangle ZCS - \sphericalangle ZCR' = 90 - \varphi$ ; to znaczy, że wzniesienie równika nad poziomem równa się dopełnieniu szerokości geograficznej do  $90^\circ$ .

Zadanie:

Jaki kąt tworzy płaszczyzna równika świata z płaszczyzną horyzontu astronomicznego: w Limie, we Lwowie i w Spitzbergen?

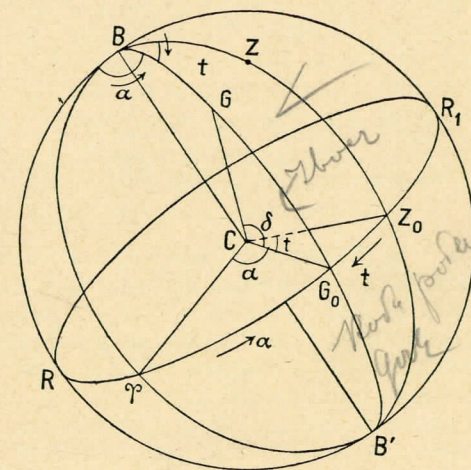
UWAGA: Wszystkie potrzebne dane liczbowe, nie podane w tematach zadań, należy wypisywać z tablic, umieszczonych na końcu książki.

**10. Spółrzedne godzinne.** Podobnie jak pion, zenit i horyzont, tak samo oś świata, biegun widzialny i równik mają dla danego miejsca obserwacji położenie ściśle określone i niezmiennie. Można więc położenie gwiazd, zamiast do płaszczyzny horyzontu i południka, odnosić do płaszczyzny równika świata i południka; jest to korzystne z tego względu, ponieważ zmiany położenia gwiazd w tem odniesieniu przedstawiają się o wiele prościej.

Koła wielkie, przechodzące przez oba bieguny świata, np.  $BGB'$  na ryc. 11, nazywają się *kołami godzinnymi* albo *kołami zbroczenia*. Płaszczyzny tych kół przechodzą oczywiście przez oś świata  $BB'$ . Łuk  $G_0G$  koła zbroczenia, przechodzącego przez jakiś punkt  $G$ , zawarty między równikiem a tym punktem, nazywa się *zbroczeniem* lub *deklinacją* tego punktu; odpowiada mu kąt środkowy  $G_0CG$  pomiędzy płaszczyzną równika a kierunkiem  $CG$  ku punktowi. Zbroczenie liczy się w kierunku od równika ku biegunom od  $0^\circ$  do  $90^\circ$  na północ dodatnio, na południe ujemnie; oznaczać je będziemy przez  $\delta$  lub  $D$ .

Niech będzie półkole  $BZB'$  południkiem miejsca obserwacji; kąt  $ZBG = t$ , zawarty między południkiem a kołem godzinnym punktu  $G$ , nazywa się *kołem godzinnym* tego punktu i liczy się od  $0^\circ$  do  $360^\circ$  dodatnio na zachód. Odpowiada mu łuk  $Z_0G_0$  na równiku.

Zbroczenie i kąt godzinny nazywają się *spółrzednymi godzinnymi*. Ponieważ skutek ruchu dziennego gwiazda zakreśla równoleżnik, więc zbroczenie gwiazdy w ciągu doby nie ulega zmianie; że zaś ruch gwiazdy na równoleżniku jest jednostajny, więc też jednostajnie wzrasta kąt godzinny gwiazdy. Gdy więc zbroczenie gwiazdy jest znane, to dla wyznaczenia położenia gwiazdy na niebie w danej



Ryc. 11.

chwili trzeba jeszcze tylko znać jej kąt godzinny, a ten, ze względu na jednostajny ruch gwiazd, wyznacza się bardzo łatwo.

Wyobraźmy sobie mianowicie, że mamy do dyspozycji zegar, na którym 24 godziny odpowiadają dobie gwiazdowej. W tym czasie, jak wiemy, dana gwiazda zakreśla cały swój równoleżnik, t. j.  $360^\circ$ ; odpowiada to  $15^\circ$  na jedną godzinę,  $15'$  na 1 minutę czasu,  $15''$  na jedną sekundę czasu. Gdy zegar jest w ten sposób uregulowany, powiadamy, że idzie on według czasu gwiazdowego i nazywamy go *zegarem gwiazdowym*.

Przypuśćmy, że w chwili górowania gwiazdy, zegar gwiazdowy wskazywał godzinę  $\alpha$ , a w pewnej chwili późniejszej wskazuje godzinę  $\theta$ ; znaczy to, że od górowania gwiazdy upłynął czas  $t = \theta - \alpha$ . Do tej różnicy  $t$  proporcjonalny jest kąt godzinny gwiazdy. Jeżeli ta różnica jest wyrażona w godzinach, to kąt godzinny w czasie  $\theta$  jest  $15^\circ \times t$ .

Celem większego uproszczenia przy stosowaniu kątów godzinnych używa się w astronomii podziału koła na 24 godziny, i odpowiednio dzieli się godziny na minuty i sekundy czasowe. Przy tym podziale liczba  $t$  określa wprost wartość kąta godzinnego, wyrażoną w godzinach, minutach i sekundach czasu. W celu odróżnienia minut i sekund czasowych od minut i sekund łukowych, oznacza się pierwsze przez litery  $m$  i  $s$ , drugie przez znaczki  $'$  i  $''$ . Godziny oznacza się często zamiast  $g$  literą  $h$  (łac. *hora*).

#### Zadania:

1. Ile wynosi kąt godzinny zenitu?
2. Ile wynoszą kąty godzinne gwiazd w chwili górowania i dołowania.

**II. Spółrzędne równikowe. Czas gwiazdowy.** Aby zapomocą zegara gwiazdowego określić kąt godzinny gwiazdy, musimy znać czas  $\alpha$ , który wskazuje zegar gwiazdowy w chwili, gdy gwiazda góruje. Ten czas górowania jest różny dla gwiazd, leżących na różnych kołach godzinnych. W celu odróżnienia koła godzinnego danej gwiazdy od innych należy znać kąt, jaki owo koło godzinne tworzy z jakimś innym kołem, obranem za początek rachuby. Za ten początek w astronomii przyjmuje się koło godzinne, przechodzące przez pewien ściśle określony punkt równika, zwany *punktem równonocy wiosennej*. Znaczenie tego punktu wyjaśnione będzie później.

Niechaj na ryc. 11 znak  $\nabla$  oznacza punkt równonocy wiosennej, a  $B\nabla B'$  koło godzinne, poprowadzone przez ten punkt. Kąt dwuścienny  $\nabla BG$ , zawarty między kołem  $B\nabla B'$  a kołem godzinnym gwiazdy  $BGB'$ , liczony w kierunku przeciwnym ruchowi wskazówki zegara, nazywa się *wznoszeniem prostym* lub *rektascenzją* gwiazdy. Odpowiada mu łuk na równiku  $\nabla G_0$  pomiędzy punktem równonocy wiosennej  $\nabla$  a punktem  $G_0$ , w którym koło godzinne gwiazdy  $G$  przecina się z równikiem. Oznaczać będziemy wznoszenie proste przez  $\alpha$  lub  $RA$ .

Wznoszenie proste gwiazdy, podobnie jak zboczenie, nie zmienia się z powodu dziennego ruchu nieba; dwie te wielkości określają więc położenie gwiazdy na niebie, niezależnie od miejsca obserwacji i czasu. Nazywają się one *spółrzędnymi równikowymi*.

Zazwyczaj wznoszenie proste liczy się jako łuk na równiku sposobem, wyżej podanym, tak że punkt równonocy wiosennej jest

*początkiem wznoszeń prostych*. Wznoszenie proste tego punktu oczywiście równa się zeru.

Zegar gwiazdowy reguluje się w ten sposób, że jest na nim  $0^h 0^m 0^s$ , gdy w miejscu obserwacji góruje punkt równonocy wiosennej, którego wznoszenie proste równa się zeru. Gdy więc po pewnym czasie na zegarze jest godzina  $\theta$ , to tyleż w tej chwili wynosi kąt godzinny punktu wiosennego. Chwilę górowania punktu wiosennego w danym miejscu przyjęto za początek doby gwiazdowej w tem miejscu, a kąt godzinny punktu wiosennego, wyrażający, ile czasu upłynęło od początku doby gwiazdowej, nazywa się *czasem gwiazdowym*.

Ze wzoru

$$t = \theta - \alpha \quad (6)$$

wynika, że, gdy  $t = 0$ , jest  $\theta = \alpha$ . Znaczy to, że w danej chwili górują te gwiazdy, których wznoszenie proste równa się czasowi gwiazdowemu. W jakiegokolwiek innej chwili kąt godzinny danej gwiazdy otrzymuje się, odejmując od czasu gwiazdowego wznoszenie proste gwiazdy. Gdy więc znane jest wznoszenie proste gwiazdy i zboczenie, można jej położenie na niebie w danym czasie gwiazdowym wyznaczyć.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Odczytać z mapy nieba współrzędne równikowe Kozy, Syrjusa i Aldebarana oraz porównać je z wartościami, zawartymi w tablicach na końcu książki!

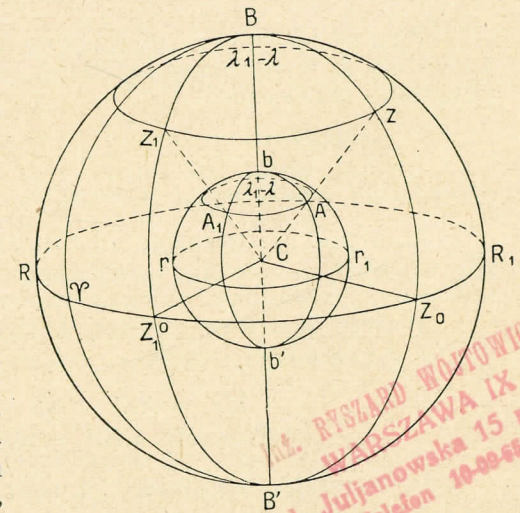
2. Oznaczyć na mapie nieba punkty, mające następujące współrzędne równikowe:

- a)  $\alpha = 14^h 15^m$ ,  $\delta = +65^\circ 19'$ ,
- b)  $\alpha = 0^h 44^m$ ,  $\delta = +72^\circ 56'$ ,
- c)  $\alpha = 7^h 37^m$ ,  $\delta = -32^\circ 46'$ ,
- d)  $\alpha = 19^h 34^m$ ,  $\delta = +53^\circ 8'$ .

W jakich gwiazdozbiorach znajdują się te punkty?

3. W jakim czasie gwiazdowym górują gwiazdy Algol i Kłos, których wznoszenia proste wynoszą odpowiednio  $3^h 3^m 40^s$ , względnie  $13^h 21^m 33^s$ ?

**12. Czas miejscowy.** Zenity wszystkich punktów, leżących na południku geograficznym  $bAb'$  (ryc. 12), leżą na półkolu  $BZB'$ , które jest ich wspólnym południkiem astronomicznym. Jednocześnie też w miejscach obserwacji, leżących na południku  $bAb'$  góruje dany punkt nieba, np. punkt wiosenny lub jakaś gwiazda. Wynika stąd, że w punktach, leżących na jednym południku ziemskim, doba gwiazdowa zaczyna się jednocześnie, a dalej, że wszystkie te punkty mają jednakowy czas gwiazdowy; wynika też stąd, że dana gwiazda ma w danej chwili we wszystkich tych punktach jednakowy kąt godzinny.



Ryc. 12.

Dr. RYSZARD HOŁOWICZ  
WARSZAWA IX  
ul. Julianowska 15 m. 10  
Telefon 10-0044



Niechaj będzie  $\lambda$  długością geograficzną punktu  $A$ ; weźmy pod uwagę jeszcze punkt  $A_1$  na południku geograficznym  $bA_1b'$ , mający długość zachodnią  $\lambda_1$ , większą niż  $\lambda$ . Kąt więc  $AbA_1 = \lambda_1 - \lambda$  wyraża różnicę długości geograficznych punktów  $A_1$  i  $A$ . Wszystkie punkty, leżące na tym samym południku ziemskim co  $A_1$ , mają wspólny południk astronomiczny  $BZ_1B'$ , przechodzący przez zenit  $Z_1$  punktu  $A_1$ . Kąt między południkami  $BZB'$  i  $BZ_1B'$ , równa się także  $\lambda_1 - \lambda$ .

Czas gwiazdowy jest to, jak wiemy, kąt godzinny punktu wiosennego  $\gamma$ . Oznaczmy wartość jego w punktach  $A$  i  $A_1$  odpowiednio przez  $\theta$  i  $\theta_1$ , to jest

$$\theta = \sphericalangle ZB\gamma = \sphericalangle Z_o\gamma;$$

$$\theta_1 = \sphericalangle Z_1B\gamma = \sphericalangle Z_1'\gamma$$

oraz

$$\theta - \theta_1 = \sphericalangle ZBZ_1 = \sphericalangle Z_oZ_1' = \lambda_1 - \lambda.$$

Znaczy to, że czas gwiazdowy w miejscach, nie leżących na jednym południku, różni się o tyle, o ile różnią się ich długości geograficzne. Czas w danym miejscu w odróżnieniu od czasów innych południków nazywa się jego *czasem miejscowym* czyli *lokalnym*. Pisząc

$$\theta + \lambda = \theta_1 + \lambda_1 \quad (7)$$

i przyjmując, że  $\theta_o$  jest czasem gwiazdowym południka głównego, na którym długość geograficzna wynosi 0, mamy też ogólnie

$$\theta + \lambda = \theta_o \text{ albo } \theta = \theta_o - \lambda \quad (7')$$

Znaczy to, że czas gwiazdowy na południku, mający długość zachodnią  $\lambda$ , wyrażoną w godzinach, jest od  $\lambda$  wcześniejszy, niż na południku głównym.

Zadanie:

Jaki jest lokalny czas gwiazdowy w Singapore w chwili, gdy czas gwiazdowy lokalny lwowski wynosi  $18^h 6^m 16^s$ ?

**13. Wysokość górowania i dołowania gwiazd.** Wysokość gwiazdy w chwili górowania i dołowania zależy od jej zboczenia i od szerokości geograficznej miejsca obserwacji.

Weźmy pod uwagę rycinę 9. Zgodnie z końcowymi uwagami ustępu 9 jest na tej rycinie

$$\begin{aligned} RZ = RZ' = NB = SB' = \varphi \\ SR' = NR = BZ = B'Z' = 90^\circ - \varphi \end{aligned}$$

Wyznaczając wysokość górowania gwiazd, należy rozróżnić dwa przypadki:

1. gwiazda góruje między zenitem  $Z$  a biegunem widzialnym  $B$ ;
2. gwiazda góruje między zenitem  $Z$  a biegunem niewidzialnym  $B'$ .

Przykładem pierwszego z tych przypadków jest gwiazda, której punkt górowania  $s_1$  znajduje się na łuku  $ZB$ , przykładem drugiego przypadku jest gwiazda, której punkt górowania  $s_2$  znajduje

się na łuku  $ZR'$ . Gdy zboczenia tych gwiazd  $R's_1$  i  $R's_2$  oznaczymy odpowiednio przez  $\delta_1$  i  $\delta_2$ , to ponieważ  $R'Z = \varphi$ , więc

$$\delta_1 > \varphi, \quad \delta_2 < \varphi$$

i te warunki pozwalają odróżnić, do którego z dwóch wyżej podanych przykładów dana gwiazda należy. Oznaczmy przez  $h_g$  wysokość górowania, to uwzględniając, że zawsze  $h_g \leq 90^\circ$ , mamy:

$$(h_g)_1 = Ns_1 = NB + Bs_1 = \varphi + 90^\circ - \delta_1 = 90^\circ - (\delta_1 - \varphi)$$

$$(h_g)_2 = Ss_2 = SR' + R's_2 = 90^\circ - \varphi + \delta_2 = 90^\circ + (\delta_2 - \varphi)$$

albo ogólnie

$$h_g = 90^\circ \pm (\delta - \varphi) \quad (8)$$

przyczem znak dodatni stosuje się wtedy, gdy  $\delta < \varphi$ , ujemny zaś gdy  $\delta > \varphi$ , ponieważ  $h_g$  nie może mieć wartości większej od  $90^\circ$ .

Podobne dwa przypadki należy rozróżnić, wyznaczając wysokość dołowania gwiazd:

1. gwiazda dołuje między nadirem  $Z'$  a biegunem widzialnym  $B$ ;
2. gwiazda dołuje między nadirem  $Z'$  a biegunem niewidzialnym  $B'$ .

Przykładem pierwszego z tych przypadków jest gwiazda, której punkt dołowania  $n_1$  znajduje się na łuku  $BZ'$ ; przykładem drugiego przypadku jest gwiazda, której punkt dołowania  $n_5$  znajduje się na łuku  $B'Z'$ . Zboczenie gwiazdy, dołującej w  $n_5$ , jest  $Rn_5$ ; widzimy więc, że

$$\delta_1 > -\varphi, \quad \delta_5 < -\varphi$$

i znowuż warunki te pozwalają poznać, czy jakaś gwiazda należy do pierwszego, czy do drugiego z omawianych właśnie przypadków.

Oznaczmy przez  $h_d$  wysokość dołowania, to uwzględniając, że zawsze  $h_d \geq -90^\circ$ , znajdujemy:

$$(h_d)_1 = Nn_1 = NB - n_1B = \varphi - (90^\circ - \delta_1) = -90^\circ + (\varphi + \delta_1)$$

$$\begin{aligned} (h_d)_5 = -Sn_5 = -(SB' + B'n_5) = -\varphi - (90^\circ - \delta_5) = \\ = -90^\circ - (\varphi + \delta_5) \end{aligned}$$

albo ogólnie

$$h_d = -90^\circ \pm (\delta + \varphi) \quad (9)$$

przyczem znak dodatni stosuje się wtedy, gdy  $\delta > -\varphi$ , znak ujemny zaś, gdy  $\delta < -\varphi$ , ponieważ  $h_d$  nie może mieć wartości mniejszej od  $-90^\circ$ .

Zadania:

1. Jaka jest wysokość górowania i dołowania następujących gwiazd:

- a) Syryusza i Polarnej w Krakowie;
- b) Kozy i Rigela w Lwowie;
- c) Regulusa i  $\alpha$  Kasjopei w Poznaniu;
- d) Aldebarana i  $\alpha$  Niedźwiedzicy Wielkiej w Warszawie;
- e) Betelgeuzy i  $\beta$  Niedźwiedzicy Wielkiej w Wilnie?

Które z wymienionych gwiazd dołują nad horyzontem?

2. Znaleźć szerokość geograficzną miejsc, w których:

- a) Syryusz góruje na wysokości  $45^\circ 25'$ ;
- b) Aldebaran góruje na wysokości  $36^\circ 15'$ ;
- c)  $\alpha$  Niedźwiedzicy Wielkiej góruje i dołuje po tej samej stronie zenitu od-

powiednio w wysokościach  $80^\circ 5'$  i  $24^\circ 21'$ ;

d)  $\alpha$  Niedźwiedzi Wielkiej góruje i dołuje po przeciwnych stronach zenitu odpowiednio w wysokościach  $80^{\circ} 5'$  i  $44^{\circ} 11'$ !

3. W pewnej miejscowości obserwowano gwiazdę  $\beta$  Niedźwiedzi Małej, która górowała między zenitem a biegunem świata na wysokości  $55^{\circ} 32'$ , dołowała zaś na wysokości  $24^{\circ} 24'$ . Na podstawie tych danych obliczyć szerokość geograficzną miejsca obserwacji i zboczenie tej gwiazdy!

4. Celem oznaczenia położenia okrętu na morzu obserwowano wysokość górowania słońca  $30^{\circ} 15'$ ; na jakiej szerokości geograficznej znajdował się okręt, jeżeli deklinacja słońca w chwili obserwacji wynosiła  $-19^{\circ} 25'$ ?

**14. Zależność widoku nieba od długości i szerokości geograficznej. Położenie nieba ukośne.** Ponieważ w chwili górowania gwiazdy, której wznoszenie proste jest  $\alpha$ , czas gwiazdowy jest  $\Theta = \alpha$ ,

więc w każdym punkcie na ziemi w chwili górowania danej gwiazdy jest ten sam czas gwiazdowy. Ale ponieważ na każdym południku geograficznym w danej chwili jest inny czas gwiazdowy, więc też inny jest w tej chwili widok nieba w różnych miejscach obserwacji, zależny od ich długości geograficznej.

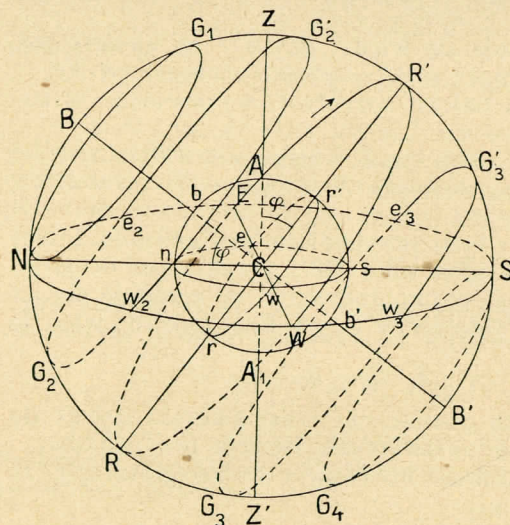
Widok nieba jest zależny także od szerokości geograficznej miejsca obserwacji. Załóżmy, że szerokość geograficzna punktu obserwacji  $A$  (ryc. 13), mianowicie kąt  $ACr' = \varphi$ , różni się od  $0^{\circ}$  i od  $\pm 90^{\circ}$ . Horyzontem astronomicznym punktu  $A$  jest koło  $ESWN$ .

Poprowadźmy równoleżniki, styczne do horyzontu astronomicznego w punktach  $N$  i  $S$ , to dzielą one niebo na trzy części:

1. odcinek  $BNG_1$ , ograniczony równoleżnikiem  $NG_1$ , którego środkiem jest biegun widzialny  $B$ ;
2. odcinek  $B'SG_4$ , ograniczony równoleżnikiem  $SG_4$ , którego środkiem jest biegun niewidzialny  $B'$ ;
3. pas nieba, zawarty między równoleżnikami  $NG_1$  i  $SG_4$ .

Równoleżniki, zakreślane przez gwiazdy odcinka  $BNG_1$  leżą w całości ponad horyzontem; równoleżniki, zakreślane przez gwiazdy odcinka  $B'SG_4$ , leżą w całości pod horyzontem; równoleżniki, zakreślane przez gwiazdy pasa  $G_1SG_4N$ , są przecięte przez horyzont na dwie części, z których jedna leży pod horyzontem, druga nad horyzontem.

Gwiazdy więc pierwszego z tych odcinków nie wschodzą i nie zachodzą, lecz stale znajdują się nad poziomem i w każdym czasie mogą być widziane; nazywają się one *gwiazdami naokołobiegunowymi*. Gwiazdy drugiego odcinka również nie wschodzą i nie zachodzą, ale znajdują się zawsze pod horyzontem i w szerokości



Ryc. 13.

geograficznej  $\varphi$  nigdy nie mogą być widziane; są one gwiazdami naokołobiegunowymi w szerokości geograficznej  $-\varphi$ . Gwiazdy pasa  $G_1SG_4N$  wschodzą i zachodzą w punktach przecięcia się ich równoleżników z horyzontem, a więc przez część doby znajdują się pod horyzontem i nie mogą być widziane, ale przez pozostałą część doby znajdują się nad horyzontem i mogą być widziane: im bliżej bieguna  $B$  znajduje się gwiazda, tem większy jest jej łuk dzienny w stosunku do nocnego.

Łuk dzienny gwiazdy jest większy od nocnego, gdy zboczenie gwiazdy i szerokość geograficzna mają znak jednakowy: przeciwnie łuk nocny jest większy od dziennego, gdy szerokość geograficzna i zboczenie gwiazdy mają znaki przeciwne. Tak np. na ryc. 13:

$$\cap e_2 G_2' w_2 > \cap w_2 G_2 e_2$$

ale

$$\cap e_3 G_3' w_3 < \cap w_3 G_3 e_3$$

Gdy  $\delta = 0^{\circ}$ , gwiazda przebywa nad horyzontem tyleż czasu, jak pod horyzontem,

$$\cap ER'W = \cap WRE$$

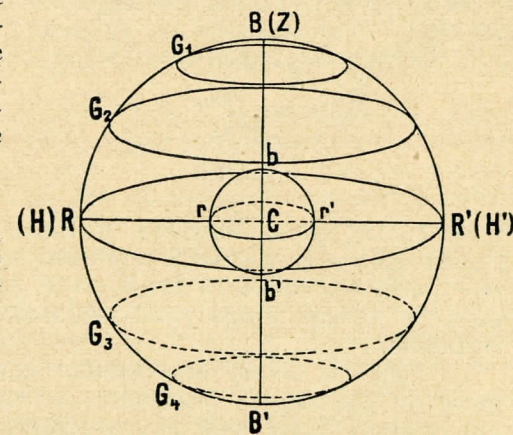
Ponieważ  $RN = R'S = 90^{\circ} - \varphi$ , więc  $NG_4 = SG_1 = 2 \times RN = 180^{\circ} - 2\varphi$ ; jest to szerokość pasa gwiazd wschodzących i zachodzących. Ze wzoru powyższego wynika, że szerokość tego pasa jest tem większa, im mniejsze jest  $\varphi$ , i w tym samym stopniu maleje powierzchnia odcinków naokołobiegunowych.

Możliwość podziału nieba na takie 3 części, jak to wyżej zostało wyjaśnione, zachodzi tylko wtedy, gdy oś świata tworzy z pionem miejsca obserwacji kąt różny od  $0^{\circ}$  i  $90^{\circ}$ , a równoleżniki gwiazd mają położenie ukośne względem płaszczyzny poziomej. Takie położenie nieba nazywa się *ukośne* lub *pochyłe*.

Zadanie:

Ile wynosi rozległość odcinka gwiazd naokołobiegunowych oraz szerokość pasa gwiazd, wschodzących i zachodzących w Kairze, w Warszawie i w Spitzbergen?

**15. Położenie nieba równoległe.** Weźmy teraz pod uwagę dwa przypadki graniczne, gdy położenie nieba nie jest ukośne. Załóżmy naprzód, że  $\varphi = \pm 90^{\circ}$ . Przypadek ten ilustruje rycina 14. Gdy obserwator znajduje się na biegunie północnym ziemi w  $b$ , to pion jego  $bC$  schodzi się z osią świata  $BB'$ , zenit i nadir schodzą się z biegunami świata  $B$  i  $B'$ , a horyzont astronomiczny  $HH'$  z równikiem świata  $RR'$ ; południk astronomiczny, jako przechodzący przez biegun  $B$  i zenit  $Z$ , które, schodzą się w jednym punkcie, pozostaje nieokreślony; rów-

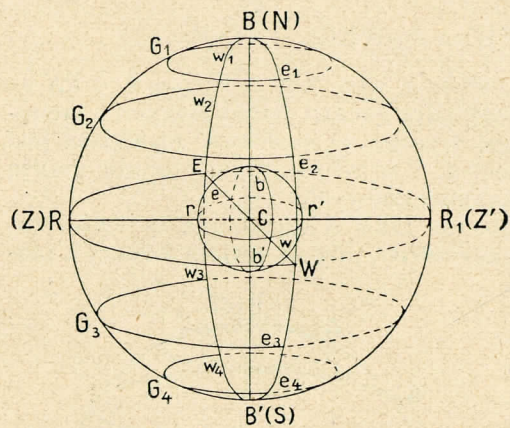


Ryc. 14.

noleżniki gwiazd są równoległe do horyzontu astronomicznego. Szerokość pasa gwiazd wschodzących i zachodzących, wynosząca  $180^\circ - 2\varphi$ , jest w tym przypadku zerem, a odcinki naokołobiegunowe są półkulami. To znaczy, że żadna gwiazda nie wschodzi i nie zachodzi, gwiazdy półkuli północnej nieba znajdują się stale nad horyzontem, gwiazdy zaś półkuli południowej nieba stale przebywają pod horyzontem. Zupełnie analogiczne stosunki zachodzą, gdy obserwator znajduje się na biegunie południowym w  $b'$  z tą różnicą, że tam stale nad horyzontem przebywają gwiazdy półkuli południowej nieba, a gwiazdy półkuli północnej stale znajdują się pod horyzontem.

Położenie nieba, przy którym równoleżniki gwiazd są równoległe do horyzontu, nazywa się *położeniem równoległym*; takie więc jest położenie nieba dla obserwatora, znajdującego się na jednym z biegunów ziemskich.

**16. Położenie nieba prostopadłe.** Weźmy teraz pod uwagę drugi przypadek graniczny, gdy  $\varphi = 0^\circ$ . Ilustruje go rycina 15. Obserwator znajduje się na równiku ziemskim w punkcie  $r$ , którego



Ryc. 15.

pion przypada w płaszczyźnie równika, a więc jest prostopadły do osi świata  $BB'$ . Wobec tego równik świata  $RR'$  przechodzi przez zenit i nadir punktu  $r$ , a bieguny świata  $B$  i  $B'$  leżą na horyzoncie astronomicznym, schodząc się odpowiednio z punktem północnym  $N$  i południowym  $S$  horyzontu. Szerokość pasa gwiazd wschodzących i zachodzących  $180^\circ - 2\varphi$  dla  $\varphi = 0^\circ$  wynosi  $180^\circ$ , a więc obejmuje całe niebo; powierzchnie zaś odcinków naokołobiegunowych redukują się do zera. Znaczy to, że wszystkie gwiazdy raz w ciągu doby wschodzą i zachodzą; a że wszystkie równoleżniki są prostopadłe do płaszczyzny poziomej, która je dzieli na 2 równe części, więc wszystkie gwiazdy równie długo przebywają nad horyzontem, jak i pod horyzontem.

Położenie nieba, przy którym równoleżniki gwiazd są prostopadłe do płaszczyzny poziomej, nazywa się *położeniem prostopadłym* lub *prostem*. Takie więc jest położenie nieba dla obserwatora, znajdującego się na równiku ziemskim.

Wszystkie powyższe wnioski, dotyczące zależności widoku nieba od szerokości geograficznej, wypływają też wprost z dyskusji wzorów (8) i (9). Warunek  $h_g > 0$  oraz  $h_d < 0$ , określa granice pasa gwiazd wschodzących i zachodzących, warunek  $h_d > 0$  określa granicę odcinka gwiazd naokołobiegunowych, wreszcie warunek  $h_g < 0$  określa granicę odcinka, którego gwiazdy stale przebywają pod horyzontem.

**17. Wyznaczenie południka oraz szerokości i długości geograficznej.** Związki, zachodzące między spólrzędnymi geograficznymi miejscami obserwacji, a spólrzędnymi ciał niebieskich i czasem, wskazują, iż można spólrzędne geograficzne wyznaczać przez obserwacje astronomiczne. Związki te, jak widzieliśmy, mają postać szczególnie prostą w chwilach kulminacji gwiazd i dlatego jest sprawą nader doniosłą wyznaczenie południka astronomicznego oraz linii południkowej w miejscu obserwacji.

Wymienimy kilka najprostszych sposobów wyznaczenia południka:

1. Kierunek  $SN$  określa w przybliżeniu igła kompasu; celem osiągnięcia większej dokładności należy uwzględnić zboczenie magnetyczne miejsca obserwacji, o ile jest znane. Dla Polski zboczenia magnetyczne podane są w »Mapie zboczeń magnetycznych« prof. St. Kalinowskiego.

2. Kierunek północny określa w przybliżeniu gwiazda polarna, której azymut mało się różni od  $180^\circ$ ; celem osiągnięcia większej dokładności należy uwzględnić tę różnicę, którą można otrzymać z tablicy, podawanej np. w »Kalendarzu Polskiego Towarzystwa Przyjaciół Astronomii«.

3. Dokładniej można wyznaczyć linię południkową, obserwując kierunek i długość cienia *gnomonu*, t. j. pionowo ustawionego pręta, oświetlonego przez słońce: w chwili górowania słońca, gdy cień jest najkrótszy, ma on kierunek linii południkowej. Celem osiągnięcia większej dokładności, najlepiej wykreślić na podstawie obserwacji krzywą, jaką koniec cienia określa na poziomej płaszczyźnie w ciągu pewnego czasu (np. godziny) przed górowaniem słońca i po górowaniu; punkty tej krzywej są położone symetrycznie względem linii południkowej; koło, którego środkiem jest podstawa pręta, przecina krzywą w dwóch punktach; łącząc je ze środkiem koła i połowiąc kąt, utworzony przez te promienie, otrzymuje się kierunek linii południkowej.

4. Przy pomocy teodolitu określa się linię południkową, odczytując koło poziome w momentach, w których dana gwiazda ma jednakową wysokość przed kulminacją i po kulminacji. Średnia arytmetyczna tych odczytań określa na kole poziomym kierunek linii południkowej. Jest to t. zw. *metoda wysokości korespondujących* czyli *równych*.

Gdy południk został wyznaczony, można nadać lunecie teodolitu takie położenie, aby przy obrocie osi poziomej oś optyczna pozostała w płaszczyźnie południka. Przy takim ustawieniu narzędzia gwiazdy mogą być obserwowane tylko w chwili górowania i dołowania. Mierzając przy pomocy koła pionowego wysokość gwiazdy, której zboczenie jest znane, możemy wyznaczyć szerokość geograficzną; jest bowiem, jak wynika ze wzorów (8) i (9):

$$\varphi = \delta \pm (90^\circ - h_g), \quad \delta \leq \varphi$$

$$\varphi = -\delta + (90^\circ + h_d)$$

Z pierwszego z tych wzorów otrzymuje się dwie wartości na  $\varphi$ , z których jedna jest większa, druga zaś mniejsza od  $\delta$ . W drugim wzorze podwójny znak został pominięty, ponieważ musi być  $\delta > -\varphi$ , skoro ma być  $h_d > 0$ .

Jeżeli ta sama gwiazda była obserwowana w chwili dołowania i górowania, to ze wzorów powyższych przez utworzenie średniej arytmetycznej otrzymuje się:

$$\varphi = 90^\circ - \frac{h_g - h_d}{2}, \text{ gdy } \delta < \varphi, \text{ oraz}$$

$$\varphi = \frac{h_g + h_d}{2}, \text{ gdy } \delta > \varphi$$

Widzimy, że w tym przypadku dla wyznaczenia szerokości  $\varphi$ , znajomość  $\delta$  jest zbyteczna; przeciwnie na podstawie  $h_g$  i  $h_d$  może być wyznaczone tak samo  $\delta$ , jak i  $\varphi$ .

Ponieważ szerokość geograficzna równa się wysokości bieguna, więc przybliżoną wartość szerokości geograficznej otrzymać można, mierząc w dowolnej chwili wysokość gwiazdy biegunowej. Celem otrzymania większej dokładności należy do wysokości gwiazdy biegunowej dodać poprawkę, której obliczenie ułatwiają tablice, zamieszczane np. w poprzednio wymienionym kalendarzu P. T. P. A.

Wyznaczenie długości geograficznej opiera się na wzorze (7). Ponieważ wynika z niego dla dwóch miejscowości, mających długość  $\lambda_1$  i  $\lambda_2$ ,

$$\lambda_1 + \Theta_1 = \lambda_2 + \Theta_2$$

więc widzimy, że długość  $\lambda_2$  można wyznaczyć, gdy znana jest długość  $\lambda_1$  oraz czasy miejscowe  $\Theta_1$  i  $\Theta_2$ , w których zaszło jakieś zjawisko. Takim zjawiskiem może być np. zaćmienie księżyca, zaćmienie jednego z księżyców Jowisza lub jakieś inne zjawisko, które z obu miejsc obserwowane jest w tym samym momencie. Najdogodniej używa się obecnie do tego celu sygnałów telefonicznych lub radiotelegraficznych, przesyłanych z jednej stacji do drugiej, gdyż wobec olbrzymiej prędkości, z jaką przenoszą się takie sygnały (prawie 300.000 km/sek), można uważać, że sygnał został wysłany i odebrany w tej samej chwili. Gdy czasy miejscowe wysłania i otrzymania sygnału są znane, to różnica ich równa się różnicy długości geograficznych, wziętej ze znakiem przeciwnym.

Sprawą wyznaczenia długości geograficznej zajmiemy się jeszcze później w ust. 29.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Wyznaczyć linię południkową przy pomocy gnomonu lub przyrządu uniwersalnego!
2. Przy pomocy gnomonu zmierzyć azymut i wysokość słońca w dowolnej chwili obserwacji. Azymutem jest oczywiście kąt, zawarty między kierunkiem linii południkowej a kierunkiem cienia gnomonu; wysokość słońca oblicza się z równania  $\text{tgh} = w : c$ , w czym  $w$  oznacza wysokość gnomonu,  $c$  zaś długość jego cienia.
3. Wykonać w ciągu dnia kilka takich pomiarów dla stwierdzenia, w jaki sposób zmieniają się w ciągu dnia spórzędne poziome słońca w zależności od czasu. Otrzymane wartości zamieścić w tabelce, zapisując w pierwszym wierszu obserwacji, w drugim azymuty, a w trzecim wysokości. Przedstawić graficznie zależność wysokości od czasu, odcinając czas na osi odciętych, wysokości zaś na osi rzędnych.
4. Wyznaczyć szerokość geograficzną miejsca obserwacji, obliczając wysokość górowania słońca z wysokości gnomonu i z długości najkrótszego cienia gnomonu w południe; zboczenie słońca w chwili obserwacji odczytać z kalendarza astronomicznego.
5. Długość geograficzna Paryża wynosi  $48^\circ 21'$ . Jaka jest długość geograficzna miejscowości, w której sygnał, nadany przez radio z Paryża o godz. 10 min. 30 czasu zachodnio-europejskiego, został otrzymany o godz. 11, min. 44, sek. 56 czasu lokalnego owej miejscowości?

## ROZDZIAŁ II

### Dowody ruchu wirowego ziemi

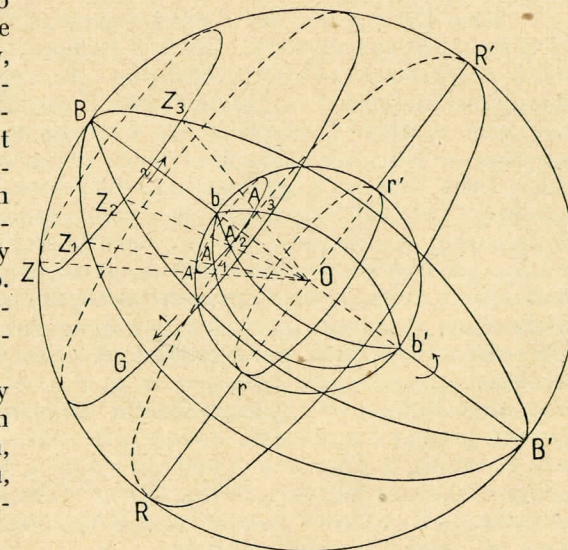
18. Dwa różne poglądy na ruch dzienny nieba. Ruch paralaktyczny. Opis ruchu dziennego gwiazd, który został podany w rozdziale poprzednim, jest wynikiem obiektywnej, nieuprzedzonej obserwacji. Streszcza się ten opis w następujący sposób: kula ziemską zajmuje środek kulistego sklepienia niebieskiego, które wraz z przytwierdzeniem doń gwiazdami obraca się w ciągu doby gwiazdowej dokoła osi, pochylonej do poziomu miejsca obserwacji pod kątem, równym szerokości geograficznej owego miejsca.

Wrażenia nasze wszakże nie zawsze odpowiadają rzeczywistości. Gdy np. spoglądamy przez okno poruszającego się wozu kolejowego na otaczający krajobraz, często doznajemy wrażenia, że pociąg jest nieruchomy, a przedmioty zewnętrzne poruszają się w przeciwnym kierunku. Jest to złudzenie, które występuje tem silniej, im mniej okoliczności przypominają nam, że to my zmieniamy miejsce, np. gdy nie słyszymy turkotu, nie czujemy wstrząśnień i t. p.

Taki ruch, który jest odzwierciedleniem naszego własnego ruchu, a polega na złudzeniu, nazywa się *ruchem paralaktycznym*.

Gdy założymy, że ziemia obraca się dokoła osi ziemskiej, poprzednio określonej, w ciągu doby gwiazdowej, ale w kierunku przeciwnym widzialnemu obrotowi sklepienia niebieskiego, to łatwo wykazać, że ruch ten odzwierciedlałby się w paralaktycznym dziennym ruchu gwiazd takim właśnie, jaki w istocie obserwujemy.

Weźmy w tym celu pod uwagę ryc. 16. Niech koło  $BRB'R'$  będzie sklepieniem niebieskim, uważanym za nieruchome, a więc  $BGB'$ , t. j. koło godzinne gwiazdy  $G$ , również jest nieruchome. Dalej niech będzie  $brb'r'$  kulą ziemską, która obraca się dokoła osi  $bb'$  z zachodu na wschód. Weźmy pod uwagę na powierzchni ziemi jakiś punkt  $A$ ; wskutek ruchu ziemi punkt ten zakreśla równoleżnik  $AA_1A_2A_3$  w kierunku strzałki 2, a zenit jego na sklepieniu niebieskim zakreśla równoleżnik  $ZZ_1Z_2Z_3$ . Południk astronomiczny punktu  $A$ , jako przechodzący przez bieguny i ruchomy zenit, zaj-



Ryc. 16.

muje kolejno położenie wszystkich kół godzinnych i, gdy punkt  $A$  znajduje się w  $A_1$ , a zenit jego w  $Z_1$ , gwiazda  $G$  znajduje się na południku punktu  $A_1$ , to znaczy góruje. Po pewnym czasie, gdy punkt  $A$  znajduje się w  $A_2$ , południk jego ma położenie  $BZ_2B'$ , a gwiazda  $G$ , pozostawszy na nieruchomym kole godzinnym  $BGB'$ , ma kąt godzinny  $Z_2BG$ . Ten kąt godzinny rośnie stale w miarę, jak punkt  $A$  zajmuje coraz dalsze punkty równoleżnika  $AA_1A_2A_3$ ; wskutek tego gwiazda pozornie coraz bardziej oddala się na zachód od południka. Obserwator, znajdujący się w punkcie  $A$ , który ruchu ziemi nie odczuwa, ma wrażenie, że gwiazda  $G$  porusza się na swym równoleżniku niebieskim w kierunku strzałki 1.

Widzimy więc, że w istocie jednakowy musi się wydawać ruch dzienny gwiazd, czy gdy przyjmiemy, że sklepienie niebieskie wiruje dookoła osi świata, czy gdy założymy, że ziemia wiruje dookoła tejże osi w przeciwnym kierunku, a ruch gwiazd jest paralaktyczny.

Idzie teraz o to, aby rozstrzygnąć, czy ruch sklepienia niebieskiego jest rzeczywisty, czy też paralaktyczny. Prawdopodobieństwo przemawia za tym ostatnim, gdy uprzytomnimy sobie, że sklepienie niebieskie w rzeczywistości nie istnieje, a gwiazdy, które na niem widzimy, znajdują się w różnych odległościach od nas, przytem w odległościach olbrzymich w porównaniu z rozmiarami ziemi. Aby taki ruch gwiazd, jaki widzimy, w tych warunkach był możliwy, gwiazdy musiałyby być obdarzone prędkościami nieprawdopodobnie wielkimi, i to tem większemi, im bliżej równika je widzimy, gdyż wielkość równoleżników wzrasta w kierunku równika. Jest więc rzeczą o wiele prawdopodobniejszą, że ziemia sama posiada ruch wirowy, gdyż ten pociągać musi za sobą ruch paralaktyczny wszystkich poza granicami ziemi znajdujących się przedmiotów.

Kopernik, który pierwszy dla wyjaśnienia ruchu dziennego gwiazd przyjął ruch ziemi dookoła osi, uzasadniał głównie tę hipotezę prostotą, z jaką ona wyjaśnia ruch dzienny sklepienia niebieskiego. Obecnie nauka posiada liczne dowody, że ziemia w istocie posiada ruch wirowy dookoła osi, z których najważniejsze są podane w następujących ustępach.

**19. Odchylanie się od pionu ciał swobodnie spadających.** Według zasady bezwładności każde ciało, znajdujące się w spoczynku, zachowuje spoczynek, ciało zaś poruszające się zachowuje ruch jednostajny po prostej, jeżeli nie działa na nie siła zewnętrzna. Jeżeli ziemia się obraca, to zasada ta każe przewidywać istnienie pewnych zjawisk, będących wyrazem bezwładności materji, jako uniwersalnej cechy ciał, a dających się stwierdzić doświadczalnie. Tak np. powiadamy, że ciało, wzniesione na pewną wysokość nad powierzchnię ziemi, i w pewnej chwili wolno puszczane, spada w kierunku pionowym pod działaniem siły ciężkości. Twierdzenie to jednakże nie jest ściśle, jeżeli ziemia posiada ruch wirowy, co wynika z następującego rozważania.

Jeżeli ziemia obraca się dookoła swej osi, to każde ciało na powierzchni ziemi zakreśla koło promieniem, równym jego odległości od osi ziemskiej. Więc np. punkt  $A$  (ryc. 17) zakreśla równoleżnik o promieniu  $AM$ . Wyobraźmy sobie w punkcie  $A$  pionową

wieżę  $AB$ , to szczyt  $B$  tej wieży jest odległy od osi wirowania więcej, aniżeli podstawa jej  $A$ . Ponieważ odległość  $NB$  punktu  $B$  od osi ziemskiej jest większa niż  $AM$ , więc też i koło, zakreślone promieniem  $NB$ , jest większe od równoleżnika punktu  $A$ . Skoro więc punkt  $A$  zakreśla mniejsze koło w tym samym czasie, w którym punkt  $B$  zakreśla większe koło, to punkt  $B$  porusza się prędzej niż  $A$ . Jeżeli ze szczytu  $B$  opuszczamy jakieś ciało, to wskutek bezwładności zachowa ono tę prędkość, którą miało w  $B$ . Przypuśćmy, że w czasie spadania ciała punkt  $A$  przesunął się na swym równoleżniku do  $A_1$ , szczyt zaś  $B$  wykonał drogę  $BB_1$ , to jest rzeczą oczywistą, że  $BB_1 > AA_1$ . Drogę  $BB_1$  wykonałoby ciało, znajdujące się w  $B$ ; ale wskutek bezwładności musi przebyć drogę tej samej długości, chociaż spada z  $B$  na poziom punktu  $A$ ; musi więc ono wyprzedzić punkt  $A$  i upaść w punkcie  $C$ , odchylnym od  $A$  w kierunku ruchu wirowego ziemi, t. j. na wschód.

Przybliżoną wielkość tego odchylenia  $A_1C = b$  łatwo obliczyć. Niech będzie  $\sphericalangle ROA = \varphi$  szerokością geograficzną punktu  $A$ , a  $AB = h$  wysokością wieży. Jest więc, gdy przez  $R$  oznaczymy promień ziemi  $rO$ ,

$$AM = R \cdot \cos \varphi$$

$$BN = (R + h) \cdot \cos \varphi$$

Ponieważ okres obrotu ziemi wynosi  $p = 86164$  sek., więc prędkość punktów  $A$  i  $B$  jest odpowiednio

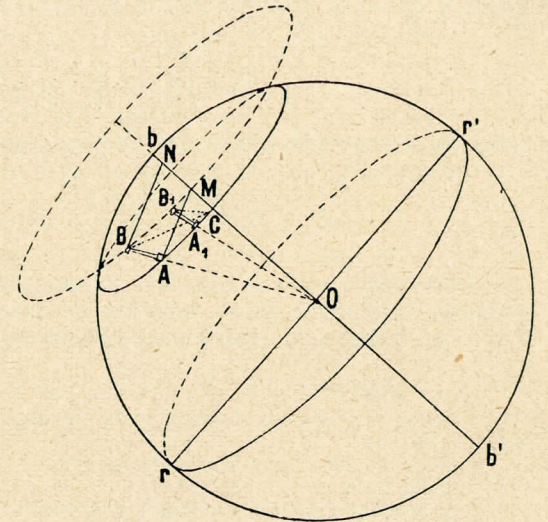
$$v_A = \frac{2\pi R}{p} \cdot \cos \varphi$$

i

$$v_B = \frac{2\pi(R + h)}{p} \cdot \cos \varphi$$

a różnica  $v_B - v_A$  oznacza, o ile na sekundę punkt  $B$  wyprzedza punkt  $A$ . Gdy przez  $\tau$  oznaczymy czas spadania ciała, opuszczonego swobodnie z punktu  $B$ , to otrzymamy

$$b = (v_B - v_A) \cdot \tau = \frac{2\pi h \cdot \tau}{p} \cdot \cos \varphi$$



Ryc. 17.

muje kolejno położenie wszystkich kół godzinnych i, gdy punkt  $A$  znajduje się w  $A_1$ , a zenit jego w  $Z_1$ , gwiazda  $G$  znajduje się na południku punktu  $A_1$ , to znaczy góruje. Po pewnym czasie, gdy punkt  $A$  znajduje się w  $A_2$ , południk jego ma położenie  $BZ_2B'$ , a gwiazda  $G$ , pozostawszy na nieruchomym kole godzinnym  $BGB'$ , ma kąt godzinny  $Z_2BG$ . Ten kąt godzinny rośnie stale w miarę, jak punkt  $A$  zajmuje coraz dalsze punkty równoleżnika  $AA_1A_2A_3$ ; wskutek tego gwiazda pozornie coraz bardziej oddala się na zachód od południka. Obserwator, znajdujący się w punkcie  $A$ , który ruchu ziemi nie odczuwa, ma wrażenie, że gwiazda  $G$  porusza się na swym równoleżniku niebieskim w kierunku strzałki 1.

Widzimy więc, że w istocie jednakowy musi się wydawać ruch dzienny gwiazd, czy gdy przyjmiemy, że sklepienie niebieskie wiruje dokoła osi świata, czy gdy założymy, że ziemia wiruje dokoła tejże osi w przeciwnym kierunku, a ruch gwiazd jest paralaktyczny.

Idzie teraz o to, aby rozstrzygnąć, czy ruch sklepienia niebieskiego jest rzeczywisty, czy też paralaktyczny. Prawdopodobieństwo przemawia za tym ostatnim, gdy uprzytomnimy sobie, że sklepienie niebieskie w rzeczywistości nie istnieje, a gwiazdy, które na niem widzimy, znajdują się w różnych odległościach od nas, przytem w odległościach olbrzymich w porównaniu z rozmiarami ziemi. Aby taki ruch gwiazd, jaki widzimy, w tych warunkach był możliwy, gwiazdy musiałyby być obdarzone prędkościami nieprawdopodobnie wielkimi, i to tem większemi, im bliżej równika je widzimy, gdyż wielkość równoleżników wzrasta w kierunku równika. Jest więc rzeczą o wiele prawdopodobniejszą, że ziemia sama posiada ruch wirowy, gdyż ten pociągać musi za sobą ruch paralaktyczny wszystkich poza granicami ziemi znajdujących się przedmiotów.

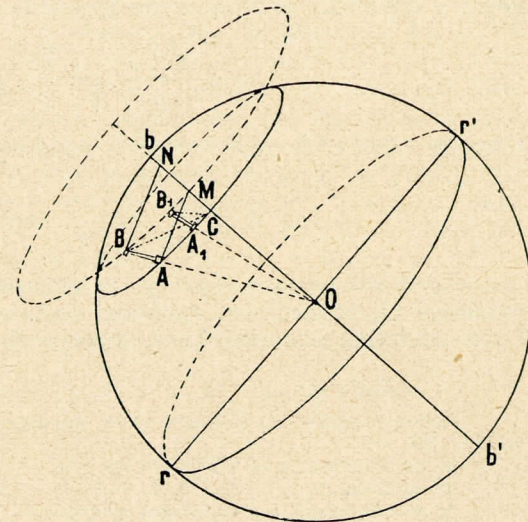
Kopernik, który pierwszy dla wyjaśnienia ruchu dziennego gwiazd przyjął ruch ziemi dokoła osi, uzasadniał głównie tę hipotezę prostotą, z jaką ona wyjaśnia ruch dzienny sklepienia niebieskiego. Obecnie nauka posiada liczne dowody, że ziemia w istocie posiada ruch wirowy dokoła osi, z których najważniejsze są podane w następujących ustępach.

**19. Odchylenie się od pionu ciał swobodnie spadających.** Według zasady bezwładności każde ciało, znajdujące się w spoczynku, zachowuje spoczynek, ciało zaś poruszające się zachowuje ruch jednostajny po prostej, jeżeli nie działa na nie siła zewnętrzna. Jeżeli ziemia się obraca, to zasada ta każe przewidywać istnienie pewnych zjawisk, będących wyrazem bezwładności materji, jako uniwersalnej cechy ciał, a dających się stwierdzić doświadczalnie. Tak np. powiadamy, że ciało, wzniesione na pewną wysokość nad powierzchnię ziemi, i w pewnej chwili wolno puszczzone, spada w kierunku pionowym pod działaniem siły ciężkości. Twierdzenie to jednakże nie jest ściśle, jeżeli ziemia posiada ruch wirowy, co wynika z następującego rozważania.

Jeżeli ziemia obraca się dokoła swej osi, to każde ciało na powierzchni ziemi zakreśla koło promieniem, równym jego odległości od osi ziemskiej. Więc np. punkt  $A$  (ryc. 17) zakreśla równoleżnik o promieniu  $AM$ . Wyobraźmy sobie w punkcie  $A$  pionową

wieżę  $AB$ , to szczyt  $B$  tej wieży jest odległy od osi wirowania więcej, aniżeli podstawa jej  $A$ . Ponieważ odległość  $NB$  punktu  $B$  od osi ziemskiej jest większa niż  $AM$ , więc też i koło, zakreślone promieniem  $BN$ , jest większe od równoleżnika punktu  $A$ . Skoro więc punkt  $A$  zakreśla mniejsze koło w tym samym czasie, w którym punkt  $B$  zakreśla większe koło, to punkt  $B$  porusza się prędzej niż  $A$ . Jeżeli ze szczytu  $B$  opuszczymy jakieś ciało, to wskutek bezwładności zachowa ono tę prędkość, którą miało w  $B$ . Przypuśćmy, że w czasie spadania ciała punkt  $A$  przesunął się na swym równoleżniku do  $A_1$ , szczyt zaś  $B$  wykonał drogę  $BB_1$ , to jest rzeczą oczywistą, że  $BB_1 > AA_1$ . Drogę  $BB_1$  wykonałoby ciało, znajdujące się w  $B$ ; ale wskutek bezwładności musi przebyć drogę tej samej długości, chociaż spada z  $B$  na poziom punktu  $A$ ; musi więc ono wyprzedzić punkt  $A$  i upaść w punkcie  $C$ , odchylnym od  $A$  w kierunku ruchu wirowego ziemi, t. j. na wschód.

Przybliżoną wielkość tego odchylenia  $A_1C = b$  łatwo obliczyć. Niech będzie  $\sphericalangle rOA = \varphi$  szerokością geograficzną punktu  $A$ , a  $AB = h$  wysokością wieży. Jest więc, gdy przez  $R$  oznaczymy promień ziemi,



Ryc. 17.

$$AM = R \cdot \cos \varphi$$

$$BN = (R + h) \cdot \cos \varphi$$

Ponieważ okres obrotu ziemi wynosi  $p = 86164$  sek., więc prędkość punktów  $A$  i  $B$  jest odpowiednio

$$v_A = \frac{2\pi R}{p} \cdot \cos \varphi$$

i

$$v_B = \frac{2\pi(R + h)}{p} \cdot \cos \varphi$$

a różnica  $v_B - v_A$  oznacza, o ile na sekundę punkt  $B$  wyprzedza punkt  $A$ . Gdy przez  $\tau$  oznaczymy czas spadania ciała, opuszczonego swobodnie z punktu  $B$ , to otrzymamy

$$b = (v_B - v_A) \cdot \tau = \frac{2\pi h \cdot \tau}{p} \cdot \cos \varphi$$

Wiadomo z fizyki, że

$$\tau = \sqrt{\frac{2 \cdot h}{g}}$$

gdzie  $g$  oznacza przyspieszenie ziemskie; mamy zatem

$$b = \frac{2^{3/2} \cdot \pi}{p} \cdot \sqrt{\frac{h^3}{g}} \cdot \cos \varphi$$

albo po wprowadzeniu wartości liczbowych ostatecznie

$$b = 0.1 \cdot \sqrt{\frac{h^3}{g}} \cdot \cos \varphi \text{ mm}$$

Doświadczenia wykazały, że po uwzględnieniu innych współdziałających czynników, zachodzi dostateczna zgodność obserwowanych odchylenia z wartościami, wypływającymi z powyższego wzoru.

Zadanie:

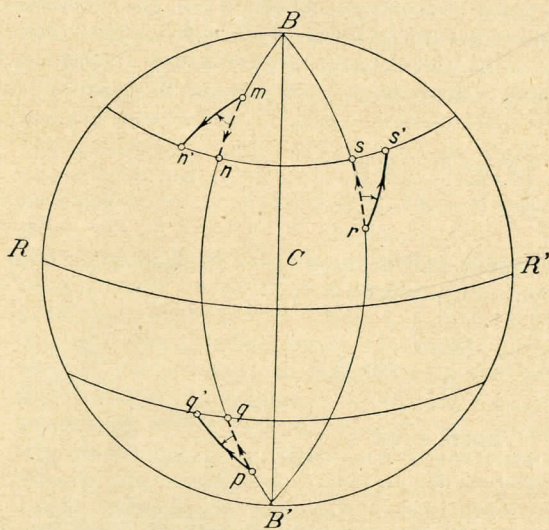
Jakiego odchylenia doznaje ciało, spadające ze szczytu wieży z wysokości  $h = 300 \text{ m}$ :

a) na równiku ( $g = 978.03 \text{ cm sek}^{-2}$ );

b) na biegunie;

c) w miejscowości o szerokości geograficznej  $\varphi = 45^\circ$ , w której przyspieszenie ciężkości wynosi  $g = 980.6 \text{ cm sek}^{-2}$ ?

**20. Odchylenia ruchów poziomych.** Ruch wirowy ziemi musi dzięki bezwładności ujawniać się także wtedy, gdy ciało porusza się



Ryc. 18.

na powierzchni ziemi poziomo: ciało to mianowicie musi zbaczać od kierunku swego ruchu na prawo na półkuli północnej ziemi, a na lewo na półkuli południowej.

Wyjaśnia to ryc. 18. Weźmy pod uwagę dwa punkty  $m$  i  $n$ , leżące na północnej półkuli ziemi na jednym południku w szerokościach geograficznych odpowiednio  $\varphi$  i  $\varphi - \varepsilon$ , i przypuśćmy, że z punktu  $m$  do  $n$  przenosi się jakieś ciało z prędkością  $\alpha$  stopni na sekundę. Gdyby ziemia była nieruchoma, to przybyłoby ono do  $n$  po upływie  $t = \frac{\varepsilon}{\alpha}$ . Inny jednakże będzie wynik, jeżeli ziemia wirowuje dokoła osi  $BB'$  z prędkością kątową  $\omega = \frac{2\pi}{86164} \cdot \text{sek}^{-1}$ .

Wtedy punkty  $m$  i  $n$  mają odpowiednio prędkości linjowe

$$v_m = \omega \cdot R \cdot \cos \varphi$$

$$v_n = \omega \cdot R \cdot \cos (\varphi - \varepsilon)$$

i jest

$$v_n - v_m = \omega \cdot R \cdot [\cos (\varphi - \varepsilon) - \cos \varphi] = 2\omega \cdot R \cdot \sin \frac{\varepsilon}{2} \sin \left( \varphi - \frac{\varepsilon}{2} \right)$$

Ciało, które w punkcie  $m$  miało prędkość  $v_m$ , wskutek bezwładności zachowuje tę prędkość, przenosząc się ku południowi; gdy więc po upływie  $t$  sekund przybywa ono do szerokości geograficznej  $\varphi - \varepsilon$ , to nie przybywa do punktu  $n$ , lecz do punktu  $n'$ , cofniętego względem punktu  $n$  o drogę długości  $(v_n - v_m) \cdot t$ . Znaczący to, że zamiast wzdłuż południka ruch ciała zachodzić musi po drodze odchyłonej na prawo od kierunku ruchu o kąt  $\psi$ .

Znajdźmy wartość tego kąta  $\psi$ . Przyjmując, że  $\varepsilon$  jest niewielkim łukiem, możemy trójkąt  $mnn'$  uważać za prostolinijszy i prostokątny przy  $n$ , w którym przprostokątne mają wartości:

$$mn = \varepsilon \cdot R, \quad nn' = (v_n - v_m) \cdot t = \omega \cdot R \cdot t \sin \varphi \cdot \varepsilon \cdot \sin 1''$$

Jest zatem

$$\operatorname{tg} \psi = \frac{nn'}{mn} = \omega \cdot t \cdot \sin \varphi \cdot \sin 1''$$

albo (wobec tego, że kąt  $\psi$  jest bardzo mały) możemy przyjąć z dostateczną dokładnością

$$\psi = \omega \cdot t \cdot \sin \varphi = \omega \cdot \frac{\varepsilon}{\alpha} \cdot \sin \varphi$$

Z ryciny widzimy, że zboczy również na prawo od kierunku ruchu ciało, podążające z punktu  $r$  na północ ku  $s$ ; zachowując bowiem prędkość, którą miało w punkcie  $r$ , większą niż prędkość punktu  $s$ , osiąga równoleżnik tego punktu nie w punkcie  $s$ , lecz w  $s'$ , położonym na wschód od punktu  $s$ .

Analogiczne rozważanie prowadzi do wniosku, że na półkuli południowej ruch wirowy ziemi powodować musi odchylenie ruchów na lewo od kierunku ruchu ciała; wyjaśnia to również rycina 18, na której  $pq'$  oznacza drogę ciała, poruszającego się z  $p$  na północ.

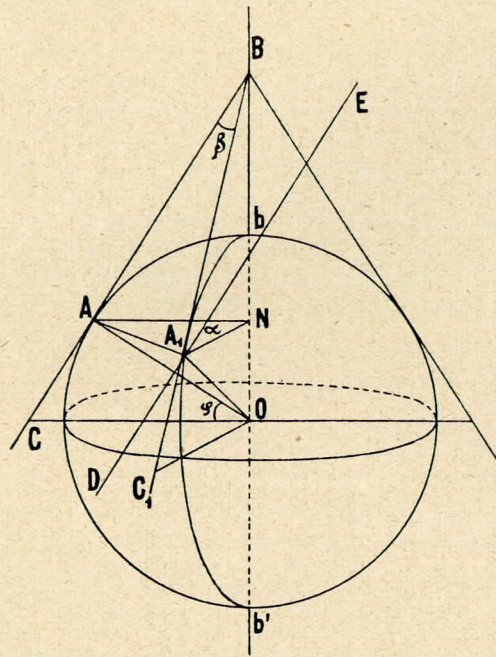
Celem ułatwienia rozważań przyjęliśmy ruch ciała w kierunku południka, ale wnioski wyprowadzone są słuszne także dla każdego innego kierunku ruchu.

Istnieje wiele zjawisk w dziedzinie np. meteorologii, klimatologii, geografii, które znajdują wyjaśnienie w odchyłającym działaniu ruchu wirowego ziemi. Najbardziej uderzający jest fakt, że pasat półkuli północnej ma kierunek południowo-zachodni zamiast południowego, a pasat półkuli południowej ma kierunek północno-zachodni zamiast północnego.

Do zjawisk, spowodowanych odchyłającym działaniem ruchu wirowego ziemi, należy też np. na półkuli północnej przesuwanie się rzek na prawo od kierunku prądu wskutek silniejszego naporu wody na prawy brzeg, ciśnienie silniejsze pociągów na szynę prawą

względem kierunku ruchu i t. p., oraz analogiczne zjawiska na półkuli południowej, lecz wykazujące działanie na lewo od kierunku ruchu.

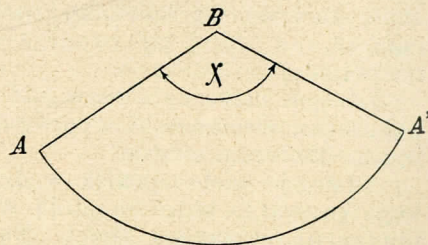
**21. Pozorny ruch płaszczyzny wahań.** Jednym z najbardziej przekonujących dowodów ruchu wirowego ziemi jest doświadczenie z wahadłem Foucaulta, które również opiera się na za-



Ryc. 19.

nej dla obserwatora przez kierunek prostej  $BC$ . Skutkiem obrotu ziemi o kąt  $\alpha = ANA_1$  punkt  $A$  zajął położenie  $A_1$ , a linia południkowa  $BC$  zajęła położenie  $A_1C_1$ ; płaszczyzna wahań jednakże pozostała niezmienną i wahań odbywają się nadal w płaszczyźnie pionowej, przechodzącej przez prostą  $DE \parallel BC$ . Ponieważ obserwator nie odczuwa obrotu ziemi, ma więc wrażenie, że płaszczyzna wahań odchyliła się o kąt  $C_1A_1D = A_1BA = \beta$  na zachód od poprzedniego położenia.

Widzimy, że kąt  $\beta < \alpha$ , a więc obrót płaszczyzny wahań odbywa się z mniejszą prędkością, aniżeli obrót ziemi dokoła osi. Prędkość obrotu płaszczyzny wahań wpływa z następującego rozważania. W czasie całkowitego obrotu ziemi dokoła osi linia południkowa  $AB$  zakreśla powierzchnię stożkową, której tworzącą jest prosta  $AB$ , a podstawą koło o promieniu  $AN$ . Gdy stożek ten rozwiniemy na płaszczyźnie, to otrzymamy



Ryc. 20.

sadzie bezwładności w zastosowaniu do ruchu wahadła. Jeżeli mianowicie wahadło pionowe odchyliły od położenia równowagi i puścimy swobodnie, to poczyną się ono wahać w płaszczyźnie, przechodzącej przez pion i kierunek, w którym zostało od pionu odchylone.

Miejscem wykonywania doświadczenia Foucaulta niechaj będzie punkt  $A$  (rycina 19), którego szerokość geograficzna jest  $\varphi$ . Gdy do południka punktu  $A$  poprowadzimy w tym punkcie styczną, to, ponieważ przypada ona w płaszczyźnie południka  $BA'B'$ , przeciąć się musi z przedłużeniem osi ziemskiej w punkcie  $B$ .

Przypuśćmy, że w chwili, gdy obserwator znajdował się w punkcie  $A$ , zostało puszczone w ruch wahadło w płaszczyźnie południka, określo-

wycinek koła  $ABA'$  (ryc. 20), w którym kąt środkowy  $\chi$  jest równy kątowi, o który obraca się linia południkowa  $AB$ , a więc i płaszczyzna wahań wahadła w czasie obrotu ziemi o  $360^\circ$ . Ponieważ obwód koła, do którego należy wycinek  $ABA'$  wynosi  $2\pi \cdot AB$ , więc

$$\chi : 360^\circ = AA' : 2\pi \cdot AB$$

Łuk  $AA'$  równa się obwodowi koła o promieniu  $AN$ , t. j.  $2\pi \cdot AN$ ; z trójkątów zaś  $ANO$  i  $ABO$  (ryc. 19), w których  $OA = R$ , wypływa bezpośrednio

$$AN = R \cdot \cos \varphi$$

$$AB = R \cdot \operatorname{ctg} \varphi$$

Podstawiając te wartości w wyżej podanej proporcji, otrzymuje się po uproszczeniu

$$\chi = 360^\circ \cdot \sin \varphi$$

Gdy więc  $\omega$  jest prędkością kątową ruchu obrotowego ziemi, to prędkość obrotu płaszczyzny wahań wynosi

$$\omega' = \omega \cdot \sin \varphi$$

a ponieważ kąt  $\beta$  (ryc. 19) pozostaje w takim stosunku do kąta  $\alpha$ , jak prędkość kątowa  $\omega'$  do prędkości kątowej  $\omega$ , przeto także

$$\beta = \alpha \cdot \sin \varphi$$

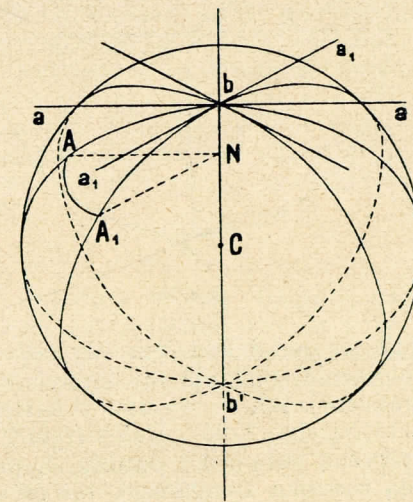
Widzimy zatem, że prędkość obrotu płaszczyzny wahań rośnie wraz z szerokością geograficzną, a okres tego obrotu w tym samym stosunku maleje, wynosi więc

$$p = \frac{24^h}{\sin \varphi} = 24^h \cdot \operatorname{cosec} \varphi$$

Gdy  $\varphi = 90^\circ$ , t. j. gdy wahadło znajduje się na biegunie północnym, jest  $\sin \varphi = 1$ , a więc  $\omega' = \omega$  oraz  $p = 24^h$ . W tym więc przypadku płaszczyzna wahań obraca się z taką samą prędkością, co ziemia dokoła swej osi, jak to przedstawia ryc. 21.

Gdy wahadło znajduje się na równiku, a więc  $\varphi = 0$ , to jest zawsze  $\beta = 0$ ; na równiku więc ruch wirowy ziemi nie może spowodować żadnego pozornego obrotu płaszczyzny wahań.

Doświadczenia z wahadłem Foucaulta dokonywano wielokrotnie w rozmaitych szerokościach i otrzymano wszędzie wyniki, zgodne z założeniem, że ziemia obraca się dokoła osi. Największy rozgłos zjednały sobie doświadczenia, dokonane w r. 1851 przez Foucaulta z wielkim wahadłem, zawie-



Ryc. 21.



szonem u kopuły Panteonu w Paryżu. Długość wahadła wynosiła 11 m, a kula zawieszona u dołu, ważyła 28 kg. Ostrze przymocowane u dołu kuli, pozostawiało po każdym wachnięciu ślad na posadzce, posypanej piaskiem, a więc liczni widzowie mogli odchylenie płaszczyzny wahań dokładnie obserwować.

Doświadczenia podobne były powtarzane wielokrotnie w formie coraz doskonalszej, przez co ruch wirowy ziemi został wykazany najwyraźniej.

Zadanie:

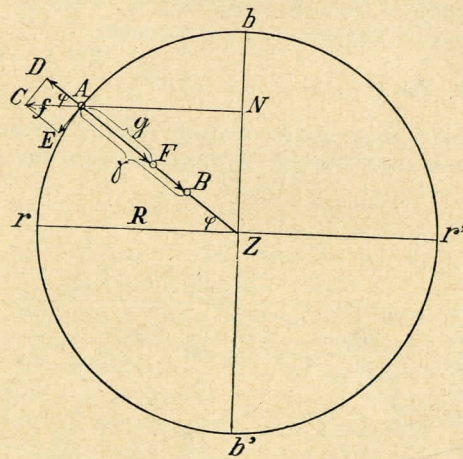
Obliczyć prędkość kątową i okres obrotu płaszczyzny wahań:

a) w Singapurze ( $\varphi = -1^{\circ}17'$ );

b) w Warszawie ( $\varphi = 52^{\circ}13'$ );

c) w Spitzbergen ( $\varphi = 77^{\circ}41'$ ).

**22. Przyspieszenie siły ciężkości.** Jednym z objawów bezwładności jest siła odśrodkowa, która występuje zawsze, gdy jakieś ciało wiruje dokoła osi; siła ta działa na cząsteczki wirującego ciała w kierunku prostopadłym do osi i dąży do oddalenia cząsteczki od osi. Jeżeli ziemia obraca się dokoła osi, to każda jej cząsteczka musi się znajdować pod działaniem siły odśrodkowej; wykazanie tej siły stanowiłoby bardzo przekonywający dowód ruchu wirowego ziemi. W istocie znane są na ziemi zjawiska, które znajdują wyjaśnienie tylko w działaniu siły odśrodkowej.



Ryc. 22.

Każda cząsteczka ziemi podlega przyciąganiu grawitacyjnemu, które, w założeniu, że ziemia ma kształt kuli, jest skierowane ku jej środkowi. Gdyby ziemia była nieruchoma, natężenie przyciągania grawitacyjnego na jej powierzchni byłoby wszędzie jednakowe; miarą jego byłoby przyspieszenie spadających na jej powierzchni ciał, które oznaczmy przez  $\gamma = AB$  (ryc. 22). Jeżeli jednakże ziemia obraca się dokoła osi, to każda cząsteczka ziemi znajduje się pod działaniem siły odśrodkowej; w tych warunkach przyspieszenie spadania musi mieć wartość, zależną od szerokości geograficznej, jak to wynika z następującego rozważania.

Niechaj koło  $rAbr'b'$  (ryc. 22) przedstawia przekrój ziemi płaszczyzną południka punktu  $A$ , prosta  $rr'$  linię przecięcia z płaszczyzną równika ziemskiego, zaś  $bb'$  oś ziemską; kąt  $rZA = \varphi$  jest szerokością geograficzną punktu  $A$ . Gdy przez  $R$  oznaczmy promień ziemi, to promień  $AN$  równoleżnika punktu  $A$  jest  $\rho = R \cdot \cos \varphi$ .

Jeżeli ziemia obraca się dokoła osi  $bb'$ , w takim razie jakieś ciało w  $A$  podlega sile odśrodkowej  $f$ , której natężenie i kierunek wyraża odcinek  $AC$ . Gdy tę siłę rozłożymy na dwie składowe, z któ-

rych jedna  $AD$  działa w kierunku przeciwnym sile  $AB$ , druga zaś  $AE$  prostopadle do niej, to pierwsza składowa sprawia, że siła przyciągania na powierzchni ziemi wirującej musi być mniejsza, niż na ziemi nieruchomej. Ponieważ  $\sphericalangle CAD = \varphi$ , więc z trójkąta  $CAD$  wypływa

$$\begin{aligned} AD &= f \cdot \cos \varphi, \\ CD &= AE = f \cdot \sin \varphi \end{aligned}$$

Oznaczmy przez  $g$  wypadkową sił  $AB$  i  $AD$ , to

$$g = AB - AD = AF = \gamma - f \cdot \cos \varphi$$

Wiadomo z fizyki, że siła odśrodkowa równa się iloczynowi kwadratu prędkości kątowej obrotu i odległości od osi. Gdy więc prędkość kątowa obrotu ziemi jest  $\omega = \frac{2\pi}{86164}$ , to

$$f = \omega^2 \cdot \rho = \omega^2 \cdot r \cdot \cos \varphi$$

Widzimy więc, że  $f$  maleje, gdy  $\varphi$  rośnie. Natężenie siły odśrodkowej na równiku ( $\varphi = 0$ ) jest  $f_0 = \omega^2 \cdot r$ , a zatem  $f = f_0 \cdot \cos \varphi$ , wobec czego składowe  $AD$  i  $AE$  siły odśrodkowej  $AC$  oraz wypadkowa  $g$  mają następujące wartości:

$$\begin{aligned} AD &= f_0 \cdot \cos^2 \varphi \\ AE &= f_0 \cdot \sin \varphi \cdot \cos \varphi \\ g &= \gamma - f_0 \cdot \cos^2 \varphi = \gamma - f_0 + f_0 \cdot \sin^2 \varphi \end{aligned} \quad (10)$$

Widzimy ze wzoru (10), że gdyby ziemia wirowała z prędkością kątową  $\omega$ , przyspieszenie spadania ciał byłoby najmniejsze na równiku i wzrastałoby z szerokością geograficzną proporcjonalnie do  $\sin^2 \varphi$ , osiągając na biegunach największą swoją wartość  $\gamma$ .

Czy powyższy wynik teoretyczny zgodny jest z rzeczywistością, odpowiedzieć nam na to może tylko doświadczenie. Miarą natężenia siły przyciągania na powierzchni ziemi jest przyspieszenie siły ciężkości, które zazwyczaj oznaczamy przez  $g$ . Przyspieszenie to można w każdym punkcie ziemi wyznaczyć, opierając się np. na związku, jaki zachodzi między przyspieszeniem siły ciężkości  $g$ , a długością wahadła sekundowego  $l$ , mianowicie

$$g = \pi^2 \cdot l$$

Badania wahadłowe w istocie wykazały wzrost długości wahadła sekundowego, a więc i przyspieszenia ciężkości, wraz ze wzrostem szerokości geograficznej  $\varphi$ . Otrzymane wartości  $l$  i  $g$ , wyrażone w  $cm$  względnie w  $cm \text{ sek}^{-2}$ , przedstawiają w przybliżeniu wzory następujące:

$$l = 99.096 + 0.525 \cdot \sin^2 \varphi \quad (11)$$

$$g = 978.03 + 5.18 \cdot \sin^2 \varphi \quad (12)$$

Wzór na  $g$ , otrzymany drogą doświadczną, jak widzimy, zgadza się ze wzorem teoretycznym (10) na  $g$  pod tym względem, że wartość  $g$  jest najmniejsza na równiku i rośnie wraz z szerokością geograficzną  $\varphi$  proporcjonalnie do  $\sin^2 \varphi$ . Należy jeszcze tylko sprawdzić, czy zachodzi także zgodność ilościowa, co nie przedsta-

szonem u kopuły Panteonu w Paryżu. Długość wahadła wynosiła 11 m, a kula zawieszona u dołu, ważyła 28 kg. Ostrze przymocowane u dołu kuli, pozostawiało po każdym wahnięciu ślad na posadzce, posypanej piaskiem, a więc liczni widzowie mogli odchylenie płaszczyzny wahań dokładnie obserwować.

Doświadczenia podobne były powtarzane wielokrotnie w formie coraz doskonalszej, przez co ruch wirowy ziemi został wykazany najwyraźniej.

Zadanie:

Obliczyć prędkość kątową i okres obrotu płaszczyzny wahań:

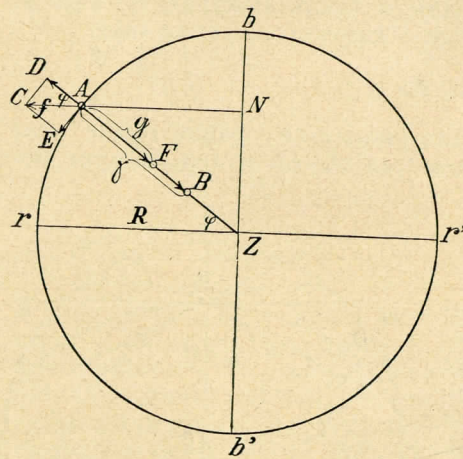
a) w Singapurze ( $\varphi = -1^{\circ}17'$ );

b) w Warszawie ( $\varphi = 52^{\circ}13'$ );

c) w Spitzbergen ( $\varphi = 77^{\circ}41'$ ).

**22. Przyspieszenie siły ciężkości.** Jednym z objawów bezwładności jest siła odśrodkowa, która występuje zawsze, gdy jakieś ciało wiruje dokoła osi; siła ta działa na cząsteczki wirującego ciała w kierunku prostopadłym do osi i dąży do oddalenia cząsteczki od osi. Jeżeli ziemia obraca się dokoła osi, to każda jej cząsteczka musi się znajdować pod działaniem siły odśrodkowej; wykazanie tej siły stanowiłoby bardzo przekonujący dowód ruchu wirowego ziemi. W istocie znane są na ziemi zjawiska, które znajdują wyjaśnienie tylko w działaniu siły odśrodkowej.

Każda cząsteczka ziemi podlega przyciąganiu grawitacyjnemu, które, w założeniu, że ziemia ma kształt kuli, jest skierowane ku jej środkowi. Gdyby ziemia była nieruchoma, natężenie przyciągania grawitacyjnego na jej powierzchni byłoby wszędzie jednakowe; miarą jego byłoby przyspieszenie spadających na jej powierzchni ciał, które oznaczmy przez  $\gamma = AB$  (ryc. 22). Jeżeli jednakże ziemia obraca się dokoła osi, to każda cząsteczka ziemi znaj-



Ryc. 22.

duje się pod działaniem siły odśrodkowej; w tych warunkach przyspieszenie spadania musi mieć wartość, zależną od szerokości geograficznej, jak to wynika z następującego rozważania.

Niechaj koło  $rAbr'b'$  (ryc. 22) przedstawia przekrój ziemi płaszczyzną południka punktu A, prosta  $rr'$  linię przecięcia z płaszczyzną równika ziemskiego, zaś  $bb'$  oś ziemską; kąt  $rZA = \varphi$  jest szerokością geograficzną punktu A. Gdy przez R oznaczmy promień ziemi, to promień  $AN$  równoleżnika punktu A jest  $\rho = R \cdot \cos \varphi$ .

Jeżeli ziemia obraca się dokoła osi  $bb'$ , w takim razie jakieś ciało w A podlega sile odśrodkowej  $f$ , której natężenie i kierunek wyraża odcinek  $AC$ . Gdy tę siłę rozłożymy na dwie składowe, z któ-

rych jedna  $AD$  działa w kierunku przeciwnym sile  $AB$ , druga zaś  $AE$  prostopadle do niej, to pierwsza składowa sprawia, że siła przyciągania na powierzchni ziemi wirującej musi być mniejsza, niż na ziemi nieruchomej. Ponieważ  $\sphericalangle CAD = \varphi$ , więc z trójkąta  $CAD$  wypływa

$$AD = f \cdot \cos \varphi, \\ CD = AE = f \cdot \sin \varphi$$

Oznaczmy przez  $g$  wypadkową sił  $AB$  i  $AD$ , to

$$g = AB - AD = AF = \gamma - f \cdot \cos \varphi$$

Wiadomo z fizyki, że siła odśrodkowa równa się iloczynowi kwadratu prędkości kątowej obrotu i odległości od osi. Gdy więc prędkość kątowa obrotu ziemi jest  $\omega = \frac{2\pi}{86164}$ , to

$$f = \omega^2 \cdot \rho = \omega^2 \cdot r \cdot \cos \varphi$$

Widzimy więc, że  $f$  maleje, gdy  $\varphi$  rośnie. Natężenie siły odśrodkowej na równiku ( $\varphi = 0$ ) jest  $f_0 = \omega^2 \cdot r$ , a zatem  $f = f_0 \cdot \cos \varphi$ , wobec czego składowe  $AD$  i  $AE$  siły odśrodkowej  $AC$  oraz wypadkowa  $g$  mają następujące wartości:

$$AD = f_0 \cdot \cos^2 \varphi \\ AE = f_0 \cdot \sin \varphi \cdot \cos \varphi \\ g = \gamma - f_0 \cdot \cos^2 \varphi = \gamma - f_0 + f_0 \cdot \sin^2 \varphi \quad (10)$$

Widzimy ze wzoru (10), że gdyby ziemia wirowała z prędkością kątową  $\omega$ , przyspieszenie spadania ciał byłoby najmniejsze na równiku i wzrastałoby z szerokością geograficzną proporcjonalnie do  $\sin^2 \varphi$ , osiągając na biegunach największą swoją wartość  $\gamma$ .

Czy powyższy wynik teoretyczny zgodny jest z rzeczywistością, odpowiedzieć nam na to może tylko doświadczenie. Miarą natężenia siły przyciągania na powierzchni ziemi jest przyspieszenie siły ciężkości, które zazwyczaj oznaczamy przez  $g$ . Przyspieszenie to można w każdym punkcie ziemi wyznaczyć, opierając się np. na związku, jaki zachodzi między przyspieszeniem siły ciężkości  $g$ , a długością wahadła sekundowego  $l$ , mianowicie

$$g = \pi^2 \cdot l$$

Badania wahadłowe w istocie wykazały wzrost długości wahadła sekundowego, a więc i przyspieszenia ciężkości, wraz ze wzrostem szerokości geograficznej  $\varphi$ . Otrzymane wartości  $l$  i  $g$ , wyrażone w  $cm$  względnie w  $cm \text{ sek}^{-2}$ , przedstawiają w przybliżeniu wzory następujące:

$$l = 99.096 + 0.525 \cdot \sin^2 \varphi \quad (11)$$

$$g = 978.03 + 5.18 \cdot \sin^2 \varphi \quad (12)$$

Wzór na  $g$ , otrzymany drogą doświadczalną, jak widzimy, zgadza się ze wzorem teoretycznym (10) na  $g$  pod tym względem, że wartość  $g$  jest najmniejsza na równiku i rośnie wraz z szerokością geograficzną  $\varphi$  proporcjonalnie do  $\sin^2 \varphi$ . Należy jeszcze tylko sprawdzić, czy zachodzi także zgodność ilościowa, co nie przedsta-

wia trudności. Przyjmując w przybliżeniu  $R = 6370 \text{ km}$ , znajdujemy  $f_0 = 3.39 \text{ cm sek}^{-2}$ . To znaczy, że  $g$  wzrasta wraz z  $\varphi$  prędzej niż  $g$ , i według wzoru (12) różnica pomiędzy przyspieszeniem na biegunach a przyspieszeniem na równiku wynosi  $5.18 \text{ cm sek}^{-2}$ , podczas gdy różnica, wynikająca ze wzoru (10) wynosi tylko  $3.39 \text{ cm sek}^{-2}$ .

Zadania:

1. Obliczyć długość wahadła sekundowego i przyspieszenie siły ciężkości dla  $\varphi = 30^\circ$  na podstawie równania (12), podanego w ust. 22!
2. Jaka siła odśrodkowa działa wskutek wirowania ziemi na ciała, znajdujące się:
  - a) w Kalkucie ( $\varphi = 22^\circ 33'$ );
  - b) we Lwowie ( $\varphi = 49^\circ 50'$ );
  - c) w Sztokholmie ( $\varphi = 59^\circ 21'$ )?

**23. Kształt ziemi.** Różnica powyższa, jak badanie głębsze wyjaśnia, nie przeczy bynajmniej wnioskowi o ruchu wirowym ziemi; źródło jej bowiem tkwi w założeniu, że ziemia ma kształt kuli, a kształt taki jest niemożliwy, jeżeli ziemia obraca się. Znane jest w fizyce doświadczenie z obręczą okrągłą, wirującą dokoła osi, przechodzącą przez jej środek; skutkiem działania siły odśrodkowej obręcz ta spłaszcza się t. j. średnica jej, przypadająca w osi obrotu, skraca się, średnica zaś, prostopadła do osi, wydłuża się. Tak samo spłaszczyć się musi wirująca kula i drogą teoretyczną można nawet obliczyć, jaki przy danej masie i prędkości kątowej zachodzić musi stosunek średnicy najkrótszej do najdłuższej. Jeżeli zaś ziemia jest spłaszczona, to przyspieszenie grawitacyjne  $\gamma$  nie może mieć wartości stałej, lecz musi wzrastać wraz z  $\varphi$ , ponieważ ze wzrostem  $\varphi$  maleje odległość punktu powierzchni od środka ziemi. Gdy we wzorze (10) przyjmiemy

$$\gamma = \gamma_0 + 1.79 \cdot \sin^2 \varphi$$

i

$$\gamma_0 - f_0 = 978.03$$

to będzie wtedy

$$g = g$$

Pomiary ziemi w zupełności potwierdziły wniosek, wypływający z niezgodności wartości  $g$  i  $g$ : ziemia ma kształt sferoidy, spłaszczonej w tym stopniu, iż wartości przyspieszenia, wypływające ze wzoru (10) z uwzględnieniem prawdziwego kształtu ziemi, znajdują się w zgodzie z wartościami, wypływającymi ze wzoru (12). Zgodność ta stwierdza istnienie siły odśrodkowej, a więc też ruchu wirowego ziemi. Wniosek powyższy wraz z dowodami, podanymi w ustępach 19—22, wykazują ruch wirowy ziemi ponad wszelką wątpliwość.

### ROZDZIAŁ III

#### Ruch słońca na sklepieniu niebieskim

**24. Ekliptyka.** Widzieliśmy (ust. 8), że punkty wschodu i zachodu danej gwiazdy znajdują się zawsze w tych samych miejscach horyzontu; to samo dotyczy punktów kulminacji. Wobec tego także łuk dzienny i nocny danej gwiazdy mają wartość stałą. Jednakże istnieją pod tym względem wyjątki; należą do nich przedewszyst-

kiem najbardziej zwracające na siebie uwagę dwa ciała niebieskie, słońce i księżyc, a dalej dwie grupy mniej wybitnych ciał niebieskich, planety i komety. Zajmijmy się przedewszystkiem słońcem.

Wiadomo każdemu, że słońce w lecie pozostaje dłużej nad poziomem niż w zimie; znaczy to, że łuki dzienny i nocny słońca zmieniają swą długość, a więc oczywiście zmieniają też swe położenie punkty wschodu i zachodu słońca oraz punkty kulminacji. Wobec zmian powyższych ruch dzienny słońca nie da się wyjaśnić w całości jako odzwierciedlenie ruchu obrotowego ziemi i musimy przyjąć istnienie jeszcze innego ruchu, niezależnego od obrotu ziemi. Zbadajmy ruch słońca nieco dokładniej.

W tym celu należy zapomocą odpowiedniego przyrządu (np. przyrządu uniwersalnego), ustawionego stale w południku, obserwować czas przejścia słońca przez południk astronomiczny oraz mierzyć wysokość słońca w chwili górowania. Obserwacje takie określą nam z łatwością spólrzędne równikowe słońca w czasie obserwacji. Wznoszenie proste bowiem w chwili górowania ciała niebieskiego równa się czasowi gwiazdowemu (ust. 11), wartość zaś zбочenia  $\delta$  wypływa ze wzoru (8) ust. 13. Gdy więc przez  $\Theta$  oznaczmy czas gwiazdowy w chwili górowania słońca, a przez  $h_g$  wysokość, to spólrzędne równikowe słońca w tej chwili są:

$$\alpha = \Theta$$

$$\delta = \varphi \pm (h_g - 90^\circ), \quad \delta \leq \varphi$$

Obserwacje górowania słońca, robione w ciągu dłuższego czasu, wykazują, co następuje:

Jeżeli pewnego dnia słońce góruje w czasie gwiazdowym  $\Theta$  w odległości zenitalnej  $z = 90^\circ - h$ , to każdego następnego dnia czas gwiazdowy i odległość zenitalna w chwili górowania jest inna. Niechaj będzie czas gwiazdowy i odległość zenitalna górowania w szeregu dni kolejnych  $\Theta_1, \Theta_2, \Theta_3$  i t. d., oraz  $z_1, z_2, z_3$  i t. d., to spólrzędne równikowe słońca w czasie obserwacji mają wartości następujące:

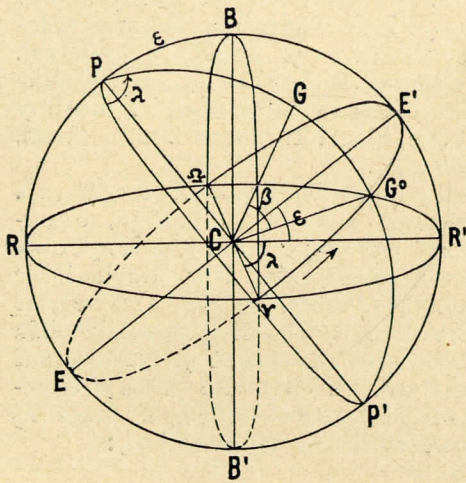
$$\alpha_1 = \Theta_1, \quad \alpha_2 = \Theta_2, \quad \alpha_3 = \Theta_3 \dots$$

$$\delta_1 = \varphi \mp z_1, \quad \delta_2 = \varphi \mp z_2, \quad \delta_3 = \varphi \mp z_3 \dots, \quad \delta \leq \varphi$$

Z tych liczb, otrzymanych drogą codziennych pomiarów, okazuje się, że czas gwiazdowy górowania stale się opóźnia w porównaniu z dniem poprzednim, czyli, że wznoszenie proste wzrasta nieustannie. Co do zбочenia, to zmienia się ono w określonych granicach, a przytem zachodzi ścisły związek między wartością wznoszenia prostego i zбочenia.

Gdy mianowicie  $\alpha = 0$ , to i  $\delta = 0$ , słońce znajduje się więc na równiku w punkcie równonocy wiosennej (ust. 11). Później, gdy  $\alpha$  wzrasta, wzrasta też  $\delta$  aż do chwili, gdy  $\alpha = 6^h$ ; wtedy zбочenie słońca osiąga swoją największą wartość, w przybliżeniu  $\delta = +23\frac{1}{2}^\circ$ . Punkt nieba, w którym się wtedy słońce znajduje, nazywa się *stanowiskiem północnym* lub *letniem*. Gdy wznoszenie proste wzrasta od  $6^h$  do  $12^h$ , zбочenie maleje, i gdy  $\alpha = 12^h$ , jest znowu  $\delta = 0$ ; słońce zatem znajduje się znowu na równiku, ale w punkcie, o  $180^\circ$  odległym od punktu równonocy wiosennej. Punkt ten nazywa się

punktem równonocy jesiennej. Następnie słońce przechodzi na półkulę południową i zboczenie południowe wzrasta, gdy wznoszenie proste rośnie od 12<sup>h</sup> do 18<sup>h</sup>. Gdy  $\alpha = 18^h$ , zboczenie południowe osiąga największą wartość,  $\delta = -23\frac{1}{2}^\circ$ . Punkt, w którym wtedy znajduje się słońce, nazywa się *stanowiskiem południowym* czyli *zimowem*. Następnie, gdy wznoszenie proste rośnie od 18<sup>h</sup> do 24<sup>h</sup>, słońce znowu zbliża się do równika i gdy  $\alpha = 0$ , jest także  $\delta = 0$ . Odtąd słońce znowu rozpoczyna swój bieg, wyżej opisany.



Ryc. 23.

Łącząc punkty, w których słońce kolejno się znajduje, otrzymamy jego drogę na pozornym sklepieniu niebieskim: jest to wielkie koło, nachylone do równika świata pod kątem, wynoszącym w przybliżeniu  $23^\circ 27'$ . Na ryc. 23, wyobrażającej sklepienie niebieskie, B i B' są biegunami świata, koło RR' równikiem świata, a koło  $EVE'W$  wyobraża drogę słońca na niebie. Nazywa się ono *ekliptyką*, a kąt, który tworzy z równikiem, nazywa się *pochyłością ekliptyki* i bywa oznaczany zwykle literą  $\epsilon$ . Jeden z punktów przecięcia ekliptyki z równikiem, punkt równonocy wiosennej, oznaczony na ryc. 23 przez znak  $\vee$ , obrany został (ust. 11) za początek wznoszeń prostych, drugi punkt przecięcia, punkt równonocy jesiennej, oznaczony jest przez  $\sqcap$ . Punkt E' jest stanowiskiem letnim, punkt E zimowem.

Ruch słońca odbywa się w kierunku wznoszących wznoszeń prostych, t. j. z prawa na lewo, jak wskazuje strzałka na rycinie 23. Taki ruch nazywa się *prostym*, a ruch w przeciwnym kierunku nazywa się *wstecznym*. Więc np. wsteczny jest ruch dzienny sklepienia niebieskiego, a prosty ruch ziemi dokoła osi.

#### Zadania i ćwiczenia :

1. Znaleźć przy pomocy ruchomej mapki nieba współrzędne równikowe słońca w dniach : 3 lutego, 18 czerwca, 29 listopada i 25 grudnia !
2. Przy pomocy ruchomej mapki nieba znaleźć czas wschodu i zachodu słońca w dowolnym dniu oraz w dniach : 22 grudnia, 21 marca i 22 czerwca !
3. Ile wynoszą współrzędne równikowe punktu równonocy wiosennej ?
4. W pewnym dniu obserwowano w Poznaniu ( $\varphi = 52^\circ 25'$ ) górowanie słońca; wiedząc, że lokalny czas gwiazdowy wynosił w chwili obserwacji 12<sup>h</sup> 25<sup>m</sup> 9<sup>s</sup>, a wysokość górowania  $34^\circ 52'$ , obliczyć współrzędne równikowe słońca w chwili górowania.

**25. Zwierzyńiec niebieski.** Celem łatwiejszego orjentowania się co do położenia ekliptyki na niebie od najdawniejszych czasów zwrócono szczególną uwagę na te gwiazdozbiory, które przecina ekliptyka, przez które więc w swym biegu rocznym musi przebiegać słońce. Gwiazdozbiorów tych jest 12, a wszystkie razem tworzą t. zw. *zodjak* czyli *zwierzyńiec niebieski*; nazwa ta pochodzi stąd, że

większość spośród tych 12 gwiazdozbiorów nosi nazwę różnych zwierząt. Gwiazdozbiory zwierzyńca rozciągają się wzdłuż ekliptyki na długość niejednakową. Jeżeli zaś, począwszy od punktu równonocy wiosennej, podzielimy pas zwierzyńcowy na 12 równych części, to każda z tych części, rozciągająca się wzdłuż ekliptyki na  $30^\circ$ , nazywa się *znakiem zwierzyńca*.

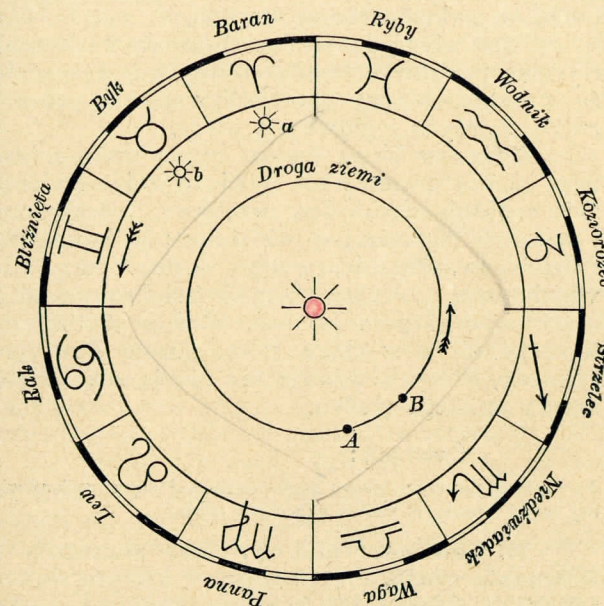
Kolejne gwiazdozbiory zwierzyńca i odpowiednie znaki (ryc. 24) mają nazwy następujące: Baran ( $\text{♈}$ ), Byk ( $\text{♉}$ ), Bliźnięta ( $\text{♊}$ ), Rak ( $\text{♋}$ ), Lew ( $\text{♌}$ ), Panna ( $\text{♍}$ ), Waga ( $\text{♎}$ ), Niedźwiadek ( $\text{♏}$ ), Strzelec ( $\text{♐}$ ), Koziorożec ( $\text{♑}$ ), Wodnik ( $\text{♒}$ ) i Ryby ( $\text{♓}$ ). Punkt równonocy wiosennej jest początkiem znaku Barana, stanowisko letnie — początkiem znaku Raka, punkt równonocy jesiennej — początkiem znaku Wagi, i wreszcie stanowisko zimowe — początkiem znaku Koziorożca. Dlatego też często punkt równonocy wiosennej bywa nazywany *punktem Barana*, punkt równonocy jesiennej — *punktem Wagi*, stanowisko letnie — *stanowiskiem Raka*, stanowisko zaś zimowe *stanowiskiem Koziorożca*.

Celem zapamiętania kolejności gwiazdozbiorów i znaków zwierzyńca prawie we wszystkich językach istnieją mnemotechniczne wierszyki; w języku polskim najbardziej znany jest następujący czterowiersz :

Baran idzie przed Bykiem, po Bliźniętach Raki,  
Lew uchodzi przed Panną; są to letnie znaki.  
Waga, za nią Niedźwiadek, Strzelec zimnem grozi,  
Koziorożec łód wiąże, Wodnik Ryby mrozi.

Przybliżone położenie punktu wiosennego na niebie znajdziemy, prowadząc łuk od gwiazdy biegunowej przez gwiazdę  $\beta$  Kasjopei (prawą górną litery W tej konstelacji) oraz przez gwiazdy lewego boku czworoboku Pegaza (z których pierwsza jest  $\alpha$  Andromedy), poza ten bok na odległość, jemu równą.

Jak zobaczymy później (ust. 63), punkty równonocne cofają się na ekliptyce ze stałą prędkością, t. j. biegną w kierunku przeciwnym kolejności gwiazdozbiorów zwierzyńca. Pociąga to za sobą



Ryc. 24.

przesuwanie się znaków zwierzyńca względem jego gwiazdozbiorów. Obecnie znaki zwierzyńca przesunięte są w ten sposób, że punkt Barana i znak Barana przypadają w gwiazdozbiornie Ryb, znak Bliźniąt w gwiazdozbiornie Raka i t. d. Nazwa *punkt Barana* pochodzi jeszcze z tych czasów, kiedy w istocie znak Barana przypadał w gwiazdozbiornie Barana.

Pas zwierzyńcowy rozciąga się na szerokość 17 stopni symetrycznie po obu stronach ekliptyki, a znaczenie jego polega na tem, że w granicach tego pasa odbywają się, prócz ruchów słońca, także ruchy księżyca i głównych planet.

Słońce w biegu swym rocznym co miesiąc przechodzi do innego znaku zwierzyńca. Gwiazdozbiór zwierzyńca, w którym właśnie znajduje się słońce, przebywa nad poziomem wraz ze słońcem i wskutek tego nie jest widzialny; to samo dotyczy sąsiednich gwiazdozbiorów. Skutkiem ruchu słońca coraz to inne gwiazdy stają się widzialnymi po zachodzie słońca i coraz to inne giną w promieniach wschodzącego słońca. Stąd pochodzi zmiana wyglądu gwiazdowego nieba w ciągu roku, górują bowiem o północy zawsze te gwiazdy, których wznoszenie proste różni się o 12 godzin od wznoszenia prostego słońca.

#### Ćwiczenie:

Przy pomocy mapy nieba zapoznaj się z gwiazdozbiornami zwierzyńca i oglądaj je na niebie w różnych porach roku!

**26. Rok zwrotnikowy. Czas słoneczny prawdziwy i średni. Równanie czasu.** Okres czasu, w którym słońce przebiega całą ekliptykę i po którym góruje znowu w tym samym czasie gwiazdowym, nazywa się *rokiem zwrotnikowym*; obejmuje on w przybliżeniu 366·2422 dni gwiazdowych. W tym więc czasie wszystkie gwiazdy zakreślają na niebie 366·2422 razy swoje równoleżniki, słońce natomiast, wskutek swojego ruchu własnego, przeciwnego ruchowi pozornemu gwiazd, traci jeden obieg. Gdy nazwiemy *prawdziwym dniem słonecznym* albo *prawdziwą dobą słoneczną* okres między dwoma kolejnymi górowaniami słońca, to, jak wynika z powyższego przedstawienia, jest w roku zwrotnikowym prawdziwych dni słonecznych o 1 mniej, aniżeli gwiazdowych, mianowicie 365·2422.

Dni słoneczne prawdziwe, jak zobaczymy później (ust. 41), mają długość zmienną. Dzieląc rok zwrotnikowy na 365·2422 równych części, otrzymamy okres czasu, który nazywa się *średnią dobą słoneczną*. Oznaczmy dobę gwiazdową przez  $\omega_g$ , a średnią słoneczną przez  $\omega_s$ , to

$$366 \cdot 2422 \cdot \omega_g = 365 \cdot 2422 \cdot \omega_s$$

a więc

$$\omega_g = 0 \cdot 99727 \cdot \omega_s = 23^h 56^m 4 \cdot 09^s = 86164 \cdot 09 \text{ sekund średnich, a}$$

$$\omega_s = 1 \cdot 00274 \cdot \omega_g = 24^h 3^m 56 \cdot 555^s = 86636 \cdot 555 \text{ sekund gwiazdowych.}$$

Ponieważ, jak widzimy, doba średnia jest dłuższa od gwiazdowej o 3 min. 56·555 sekund gwiazdowych więc o tyle średnio wzrasta na dobę wznoszenie proste słońca.

Skutkiem obrotu ziemi dookoła osi słońce, podobnie jak każda inna gwiazda, wschodzi i zachodzi. Gdy słońce znajduje się nad

poziomem, jest *dzień*, gdy słońce jest pod poziomem, jest *noc*. Ruch obrotowy ziemi jest więc przyczyną zjawiska dnia i nocy. Pomiędzy wschodem słońca a jego górowaniem upływa prawie tyle czasu, co między górowaniem a zachodem, wskutek czego chwilę górowania słońca nazywamy *południem*; stąd też pochodzi nazwa południka, nadana kołu wysokości, na którym góruje słońce, podobnie jak wszystkie inne gwiazdy. Odpowiednio do południa, nazywa się *północą* chwila dołowania słońca, ponieważ od zachodu słońca do chwili dołowania upływa prawie tyle czasu, co od tej chwili do wschodu słońca.

Chwilę górowania słońca przyjmuje się w astronomji za początek *prawdziwej doby słonecznej*, a kąt godzinny słońca nazywa się *prawdziwym czasem słonecznym* i jest jego miarą. Od prawdziwego czasu słonecznego różni się czas średni słoneczny. Wyobraźmy sobie punkt, który, biegnąc w tym samym kierunku, co słońce, przebiega równik niebieski (nie ekliptykę) z prędkością stałą, równą średniej prędkości słońca na ekliptyce — i nazwijmy go *słońcem średnim*. Zboczenie tak określonego słońca średniego zawsze jest równe zeru, a wznoszenie proste tak jest określone, że znajduje się w ścisłym związku z położeniem słońca na ekliptyce i drogą rachunku może być wyznaczone. Otóż za początek średniej doby słonecznej przyjmuje się chwilę górowania tak określonego słońca średniego czyli t. zw. *średnie południe*, a kąt godzinny słońca średniego nazywa się *średnim czasem słonecznym*.

Różnica, o którą średni czas słoneczny jest większy od prawdziwego w danej chwili, nazywa się *równaniem czasu*. Oznaczmy przez  $\vartheta$  czas prawdziwy słoneczny, przez  $\eta$  czas średni słoneczny, a przez  $Z$  równanie czasu, to jest

$$Z = \eta - \vartheta$$

$$\eta = \vartheta + Z \quad (13)$$

Zegary (kompasy) słoneczne wskazują czas prawdziwy słoneczny, który różni się od wskazywanego przez zegary mechaniczne czasu średniego. Ten ostatni uzyskuje się według wzoru (13) przez dodanie do czasu prawdziwego równania czasu  $Z$ , które też nosi nazwę poprawki zegara słonecznego. Równanie czasu  $Z$  zmienia się w sposób dość zawiły; ma ono 4 razy w ciągu roku wartość 0 oraz 2 maxima i 2 minima. W załączonej tabelce podane są wartości równania czasu w dniu 1 każdego miesiąca w średnie południe greenwickskie oraz w dniach, gdy zachodzą wartości zerowe i ekstremalne.

1 stycznia	+ 2 <sup>m</sup> 58 <sup>s</sup>	15 maja	— 3 <sup>m</sup> 47 <sup>s</sup>
1 lutego	+ 13 <sup>m</sup> 21 <sup>s</sup>	1 czerwca	— 2 <sup>m</sup> 27 <sup>s</sup>
12 lutego	+ 14 <sup>m</sup> 23 <sup>s</sup>	14 czerwca	— 0 <sup>m</sup> 4 <sup>s</sup>
1 marca	+ 12 <sup>m</sup> 34 <sup>s</sup>	15 czerwca	+ 0 <sup>m</sup> 9 <sup>s</sup>
1 kwietnia	+ 4 <sup>m</sup> 5 <sup>s</sup>	1 lipca	+ 3 <sup>m</sup> 31 <sup>s</sup>
16 kwietnia	— 0 <sup>m</sup> 4 <sup>s</sup>	27 lipca	+ 6 <sup>m</sup> 21 <sup>s</sup>
1 maja	— 2 <sup>m</sup> 55 <sup>s</sup>	1 sierpnia	+ 6 <sup>m</sup> 12 <sup>s</sup>

1 września	+ 0 <sup>m</sup> 7 <sup>s</sup>	1 grudnia	− 11 <sup>m</sup> 4 <sup>s</sup>
1 października	− 10 <sup>m</sup> 9 <sup>s</sup>	25 grudnia	− 0 <sup>m</sup> 5 <sup>s</sup>
1 listopada	− 16 <sup>m</sup> 19 <sup>s</sup>	31 grudnia	+ 2 <sup>m</sup> 53 <sup>s</sup>
3 listopada	− 16 <sup>m</sup> 21 <sup>s</sup>	32 grudnia	+ 3 <sup>m</sup> 22 <sup>s</sup>

Liczby te ważne są dla r. 1932; w innych latach różnić się one będą od prawdziwych tylko w sekundach.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Wyrazić odstęp czasu, wynoszący 18<sup>h</sup> 36<sup>m</sup> 30<sup>s</sup> gwiazdowych, w jednostkach średnich słonecznych.
2. Wyrazić odstęp czasu, wynoszący 2<sup>h</sup> 5<sup>m</sup> 26<sup>s</sup> średnich słonecznych, w jednostkach gwiazdowych.
3. Ile wynosił czas średni miejscowy prawdziwego południa w dniu, w którym równanie czasu miało wartość  $Z = -16^m 22^s$ ? Ile wynosił w tymże dniu czas prawdziwy miejscowy w chwili średniego południa?
4. Zbudować równikowy zegar słoneczny ustawiając w płaszczyźnie południka pręt, równoległy do osi świata, tworzący zatem z płaszczyzną poziomą miejsca spostrzeżeń kąt, równy szerokości geograficznej, i przymocowując w połowie pręta, prostopadle do jego kierunku, tarczę kołową, której obwód należy podzielić kreskami w odstępach co 15°. Każdy z tych odstępów odpowiada jednej godzinie. Tarczę zegara słonecznego należy zorjentować tak, ażeby w chwili prawdziwego południa cień pręta (zwanego *polosem*) padał na kreskę, na której umieszczono napis »XII«. Kąt, zawarty między kreską XII a kierunkiem cienia polosu, przedstawia oczywiście kąt godzinny słońca czyli miejscowy czas słoneczny prawdziwy.

**27. Czas astronomiczny i cywilny. Czas strefowy, ustawowy i uniwersalny.** Doba gwiazdowa jest nadzwyczaj stałą jednostką czasu i z wielu względów ma rozległe zastosowanie w astronomii. Ale zajęcia ludzkie i różne sprawy życia codziennego regulują się według słońca, dlatego też ruch słońca jest podstawą mierzenia czasu. Zamiast jednakże prawdziwego czasu słonecznego stosuje się czas średni słoneczny, który wprowadzono w tym celu, aby jednostka czasu miała stałą długość, co jest koniecznym warunkiem urządzenia dokładnie idących zegarów. Ze względu też na warunki życia codziennego czas astronomiczny, liczony od południa, okazał się niewygodnym, gdyż data dnia zmieniałaby się w południe. Za początek doby w stosunkach społecznych przyjmuje się północ i nazywa się czas, liczony od północy, czasem cywilnym. W ten sposób 0<sup>h</sup> czasu astronomicznego przypada na 12-tą godzinę czasu cywilnego, 1-sza godzina astronomiczna na 13-tą godzinę cywilną i t. d.

Oczywiście początek doby średniej, a więc i każda inna godzina, przypada na każdym południku w innym czasie. Czas miejscowy słoneczny dwóch miejsc różni się, jak i czas prawdziwy tych miejsc, o tyle, co ich długość geograficzna, jeżeli różnice długości wyrazimy w jednostkach czasu. Stosuje się do niego, jak do każdego kąta godzinnego, wzór (7'). Oznaczmy przez  $\eta_0$  czas średni greenwickski, a czas miejscowy przez  $\eta$ , to w takim razie, zgodnie ze wzorem (7')

$$\eta_0 = \eta + \lambda \quad (14)$$

Czasy miejscowe, czyto astronomiczne, czy też cywilnie liczone, nastrożają wiele niedogodności w ożywionych współczesnych stosunkach komunikacyjnych, szczególnie międzynarodowych. Tym niedogodnościom starano się zapobiec przez zastosowanie t. zw. *cza-*

*sów strefowych*. Nazwę tę nadaje się czasom lokalnym, różniącym się od czasu greenwickskiego o całkowitą liczbę godzin, t. j. czasom południków, poprowadzonych w odstępach co 15° = 1 godzina od południka greenwickskiego.

Czasów strefowych jest oczywiście 24; każdy z nich ma pewną nazwę, nadaną mu w związku z tem, jak przebiega na ziemi południk strefy. Tak np. czas greenwickski nazywa się czasem zachodnio-europejskim, czas o 1 godzinę późniejszy od greenwickskiego (t. j. czas południka, położonego o 15° na wschód od Greenwich) — czasem środkowo-europejskim; dalej idzie czas wschodnio-europejski, kaukaski i t. d.

Gdy pewien czas strefowy jest w powszechnem użyciu na pewnym obszarze, nazywa się on na całym obszarze *czasem normalnym*. W Polsce uchwałą sejmową z dnia 11 maja 1922 r. za czas normalny uznany został czas środkowo-europejski; czas ten jest zatem w Polsce zarazem *czasem legalnym* czyli *ustawowym*.

W astronomii zachodzi często potrzeba porównywania ze sobą różnych czasów lokalnych czy też strefowych, w których podawane są momenty obserwacji różnych zjawisk. Celem ułatwienia tych porównań postanowiono sprowadzić wszystkie te czasy do czasu cywilnego greenwickskiego i z tego względu nadaje się często temu czasowi nazwę *czasu uniwersalnego*.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Jaki czas lokalny odpowiada we Lwowie ( $\lambda = -1^h 36^m 4^s$ ) godzinie 14-tej czasu zachodnio-europejskiego?
2. Jaki czas lokalny odpowiada we Lwowie godzinie 11-ej czasu ustawowego, obowiązującego w Polsce?
3. Jaki jest czas miejscowy w Rio de Janeiro ( $\lambda = +2^h 52^m 54^s$ ), jeżeli czas lokalny we Lwowie ( $\lambda = -1^h 36^m 4^s$ ) wynosi 10<sup>h</sup> 12<sup>m</sup> 6<sup>s</sup>?
4. Jaki jest czas miejscowy w Tokio ( $\lambda = -9^h 18^m 10^s$ ), jeżeli czas ustawowy wskazuje we Lwowie 10<sup>h</sup> 12<sup>m</sup> 6<sup>s</sup>?
5. Jaki czas ustawowy i miejscowy odpowiadają w Warszawie ( $\lambda = -1^h 24^m 7^s$ ) czasowi uniwersalnemu 23<sup>h</sup> 5<sup>m</sup> 16<sup>s</sup>?
6. O której godzinie czasu ustawowego górowało słońce we Lwowie w dniu 3 listopada 1930 r., w którym równanie czasu miało wartość  $Z = -16^m 22^s$ ?
7. Przy pomocy ruchomej mapy nieba znaleźć czas górowania Regulusa w dniu, w którym w danym roku wypada Wielkanoc. O której godzinie zachodzą w tym dniu Rigel i Syryusz? O której godzinie wschodzi Kłos w dniu 3 maja?
8. W miejscowości o znanych spólrzędnych geograficznych ( $\varphi = 49^\circ 33'$ ,  $\lambda = -1^h 42^m 24^s$ ) zaobserwowano czas ustawowy (środkowo-europejski) górowania księżycy  $\eta_u = 21^h 58^m 48^s$  oraz wysokość górowania  $h_g = 15^\circ 25'$ . Wiedząc, że czas gwiazdowy w średnią północ lokalną wynosił  $\Theta_0 = 20^h 22^m 26^s$ , obliczyć spólrzędne równikowe księżycy w chwili obserwacji.
9. Przy pomocy gnomonu wyznaczyć wysokość i czas ustawowy górowania słońca lub księżycy, a następnie na podstawie znanych spólrzędnych geograficznych miejsca obserwacji oraz znanej (z kalendarza astronomicznego) wartości czasu gwiazdowego w średnie południe lokalne obliczyć spólrzędne równikowe słońca, względnie księżycy, i porównać je z wartościami, podanymi dla danego dnia w kalendarzu astronomicznym.

**28. Wyznaczanie czasu.** Gdy wiemy, że jakieś zjawisko zdarzyć się musi w czasie gwiazdowym  $\Theta$ , a na zegarze, idącym według czasu gwiazdowego, zaobserwowaliśmy czas  $U$ , w którym to zjawisko rzeczywiście się zdarzyło, to wskutek niedokładności zegara między  $U$  i  $\Theta$  zachodzi pewna różnica  $\Delta U = \Theta - U$ , która nazywa się *poprawką zegara*. Otóż znalezienie tej poprawki stanowi istotną część zagadnienia wyznaczania czasu.



Zjawiskiem, które się obserwuje, może być np. wartość jakiejś ze współrzędnych poziomowych danej gwiazdy w pewnym czasie zegarowym  $U$ . Pomiędzy współrzędnymi poziomowymi, a kątem godzinowym zachodzą związku, które pozwalają na podstawie znanej wartości azymutu  $a$  lub wysokości  $h$  wyznaczyć kąt godzinny  $t$ . Gdy zaś prócz tego jest znane wznoszenie proste gwiazdy  $\alpha$ , to ze wzoru (6) wypływa  $\theta = \alpha + t$  oraz  $\Delta U = \theta - U$ . Gdy poprawka zegara jest znana, to możemy przy pomocy zegara określić dokładny czas każdego obserwowanego zjawiska.

Astronomja praktyczna podaje różne sposoby wyznaczania czasu. Najprościej wyznacza się czas przez obserwację chwili górowania gwiazdy przy pomocy lunety, ustawionej w południku. Ponieważ w chwili górowania jest  $\theta = \alpha$ , więc gdy  $U$  oznacza czas zegarowy górowania, to  $\Delta U = U - \alpha$ .

Podobnie jak kąt godzinny gwiazd można wyznaczyć kąt godzinny słońca, a ten jest miarą prawdziwego czasu słonecznego  $\vartheta$ .

Widzimy, że pośrednio otrzymać można albo czas gwiazdowy z obserwacji gwiazd, albo prawdziwy czas słoneczny z obserwacji słońca. W praktyce zaś chodzi najczęściej o czas słoneczny średni i ten zatem na podstawie znanego czasu gwiazdowego lub słonecznego prawdziwego musi być obliczony. Gdy znany jest czas słoneczny prawdziwy, to według wzoru (13) otrzymuje się czas słoneczny średni, dodając do prawdziwego równanie czasu  $Z$ . Gdy znany jest czas gwiazdowy  $\theta$ , to celem znalezienia czasu średniego  $\eta$ , musi jeszcze być znany czas gwiazdowy w średnie południe tego dnia, w którym zamiana ma być zrobiona. Niech będzie  $\theta_0$  czas gwiazdowy w średnie południe miejsca obserwacji, to różnica  $\theta - \theta_0$  oznacza ilość godzin gwiazdowych, która upłynęła od średniego południa, a iloczyn  $0.99727 \cdot (\theta - \theta_0)$  oznacza ten sam odstęp czasu, wyrażony w godzinach średnich słonecznych. A zatem

$$\eta = 0.99727 \cdot (\theta - \theta_0)$$

jest poszukiwanym miejscowym czasem słonecznym średnim, odpowiadającym czasowi gwiazdowemu  $\theta$ .

W rocznikach astronomicznych jest podawany czas gwiazdowy i równanie czasu dla każdego średniego południa greenwichskiego. Dane te wystarczają, aby w miejscu, którego długość geograficzna jest znana, wykonać zamianę jednego z trzech branych pod uwagę czasów na którykolwiek inny.

Uwagi powyższe dotyczą miejscowego czasu średniego. Czas strefowy otrzymuje się przez dodanie lub odjęcie różnicy długości geograficznej danego miejsca oraz południka strefy, zależnie od tego, czy ten ostatni znajduje się na wschód, czy też na zachód od południka miejsca obserwacji.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Obliczyć poprawkę zegara gwiazdowego, który w chwili górowania gwiazdy Antares ( $\alpha = 16^h 25^m 11^s$ ) wskazywał  $16^h 23^m 16^s$ !
2. Celem wyznaczenia poprawki zegara, wskazującego czas ustawowy, obserwowano we Lwowie w dniu 22 maja 1931 r. górowanie gwiazdy  $\alpha$  Ceti ( $\alpha = 2^h 58^m 40^s$ ). W chwili górowania tej gwiazdy zegar wskazywał  $23^h 32^m 10^s$ . Ile wynosiła poprawka zegara? [Czas gwiazdowy w średnie południe lwowskie wynosił  $15^h 46^m 28^s$ .]

3. O której godzinie czasu ustawowego górowała we Lwowie gwiazda  $\alpha$  Leonis ( $\alpha = 10^h 4^m 39^s$ ) w dniu, w którym czas gwiazdowy w średnie południe lwowskie wynosił  $2^h 15^m 42^s$ ?

4. Wyznaczyć poprawkę zegara na podstawie obserwacji górowania słońca, wykonanej gnomonem lub przyrządem uniwersalnym.

Wskazówka: obliczyć na podstawie znanej długości geograficznej i równania czasu czas ustawowy prawdziwego południa i porównać go z czasem, wskazanym przez zegar w chwili prawdziwego południa; różnica tych czasów jest oczywiście poprawką zegara.

5. Przy pomocy kalendarza astronomicznego obliczyć czas gwiazdowy w Warszawie dla godziny 20-ej czasu ustawowego w dniu 3 maja.

6. Umieścić w pracowni szkolnej trzy zwyczajne zegary, z których jeden wskazywałby czas ustawowy, drugi czas miejscowy, a trzeci czas gwiazdowy, i wyznaczyć (o ile możliwości codziennie) poprawki wszystkich trzech zegarów, biorąc za podstawę dokładny czas ustawowy, podawany drogą sygnałów radiowych.

7. Wyznaczyć przy pomocy równikowego zegara słonecznego (p. ust. 26 zad. 4) prawdziwy czas słoneczny w pewnej chwili i przez porównanie z czasem miejscowym wyznaczyć równanie czasu, a następnie sprawdzić otrzymaną wartość równania czasu z wartością, podaną w kalendarzu astronomicznym.

**29. Wyznaczanie długości geograficznej na podstawie obserwacji południkowych.** Jeżeli rozporządząmy dokładnym czasem, który otrzymuje się najdogodniej drogą sygnałów radiowych, możemy z łatwością wyznaczyć długość geograficzną dowolnego miejsca na ziemi, obserwując zapomocą gnomonu lub narzędzia uniwersalnego chwilę przejścia słońca lub jakiegokolwiek gwiazdy przez południk i zapisując czas ustawowy  $\eta_u$ , jaki w tej chwili wskazuje zegar. Dla określenia długości geograficznej wystarczy bowiem porównać czas  $\eta_u$  z czasem lokalnym  $\eta$ , odpowiadającym tej samej chwili, ponieważ różnica  $\eta_u - \eta$  przedstawia zarazem różnicę długości geograficznych  $\Delta\lambda$  miejsca spostrzeżeń i tego południka, dla którego odnośny czas ustawowy jest czasem lokalnym; mamy zatem równanie

$$\Delta\lambda = \eta_u - \eta$$

W przypadku obserwacji słońca czas lokalny  $\eta$  jego górowania czyli prawdziwego południa obliczamy z równania

$$\eta = \vartheta + Z$$

w którym wartość równania czasu  $Z$  znana jest dla każdego dnia z kalendarza astronomicznego,  $\vartheta$  zaś jako czas prawdziwy słoneczny prawdziwego południa ma wartość  $0^h$ , względnie  $12^h$ , zależnie od tego, czy stosujemy rachubę astronomiczną, czy też cywilną. Z powyższych uwag wypływa, że czas lokalny cywilny prawdziwego południa wynosi

$$\eta = 12^h + Z$$

poszukiwana zaś różnica długości geograficznych

$$\Delta\lambda = \eta_u - Z - 12^h$$

Jeżeli dla wyznaczenia długości geograficznej obserwujemy przejście przez południk gwiazdy, której wznoszenie proste  $\alpha$  jest znane z kalendarza astronomicznego, to czas lokalny cywilny jej górowania zgodnie z uwagami, zawartymi w poprzednim ustępie, wynosi oczywiście

$$\eta = 12^h + 0.99727 \cdot (\alpha - \theta_0)$$



w czym  $\theta_0$  oznacza czas gwiazdowy w średnie południe lokalne, którego wartość podana jest w kalendarzu astronomicznym dla każdego średniego południa w Greenwich. Różnica długości geograficznych wynosi zatem

$$\Delta\lambda = \eta_u - 12^h - 0.99727 \cdot (\alpha - \theta_0)$$

Postępowanie powyższe można oczywiście stosować tylko wtedy, gdy kierunek linii południkowej jest znany. W przeciwnym razie należy obserwację odnośną przeprowadzić metodą wysokości korespondujących, zapisując wskazania zegara w momentach, w których gwiazda, względnie słońce, znajdują się na tej samej wysokości przed i po górowaniu, i tworząc średnią arytmetyczną tych czasów; średnia ta przedstawia czas górowania. Jeżeli w omawianym przypadku mamy wykonać obserwację przy pomocy gnomonu, wówczas należy zapisać wskazania zegara w chwilach, w których długości cienia gnomonu są równe przed i po przekroczeniu linii południkowej i utworzyć średnią tych czasów, jak wyżej. Celem uzyskania lepszych wyników można naokoło gnomonu wyrysować na ziemi jedno lub kilka kół współśrodkowych i obserwować chwile, w których koniec cienia gnomonu pada na obwód jednego z kół przed i po południu; jest to t. zw. *metoda kół współśrodkowych*, która jest identyczna z metodą wysokości korespondujących.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. W pewnej miejscowości obserwowano w dniu 1 czerwca 1931 r. górowanie słońca, które nastąpiło o godz. 11, min. 31, sek. 10 czasu środkowo-europejskiego. Wiedząc, że równanie czasu miało w tym dniu wartość  $Z = -2^m 33^s$ , obliczyć długość geograficzną miejsca spostrzeżeń.

2. Celem wyznaczenia długości geograficznej obserwowano w pewnym miejscu górowanie gwiazdy  $\alpha$  Serpentis ( $\alpha = 15^h 31^m 46^s$ ). Wiedząc, że czas gwiazdowy w średnie południe lokalne wynosił  $3^h 55^m 48^s$ , zegar zaś, idący według czasu środkowo-europejskiego, wskazywał w chwili górowania  $22^h 44^m 46^s$ , obliczyć długość geograficzną tego miejsca.

3. Wyznaczyć długość geograficzną miejsca spostrzeżeń na podstawie obserwacji górowania słońca przy pomocy gnomonu.

4. W dniu 1 stycznia 1931 r. obserwowano w jednym z miast uniwersyteckich w Polsce górowanie  $\alpha$  Herculis ( $\alpha = 17^h 11^m 30^s$ ), które nastąpiło o godz. 21 min. 7 sek. 9 czasu ustawowego. Wiedząc, że lokalny czas gwiazdowy wynosił w średnie południe lokalne  $6^h 38^m 30^s$ , obliczyć długość geograficzną miejsca spostrzeżeń, porównać otrzymaną wartość z długościami miast uniwersyteckich w Polsce, podanymi w tablicach na końcu książki, i orzec, w której miejscowości wykonano obserwację. Jaki lokalny czas średni odpowiadał chwili górowania?

**30. Zmiany długości dnia i nocy w ciągu roku.** Ze wzorów (8) i (9) wynika, że gdy zboczenie ulega zmianie, to zmieniać się musi także wysokość górowania i dołowania, a w związku z tem także łuk dzienny i nocny; zmiany więc zboczenia słońca powodować muszą zmianę długości dnia i nocy w ciągu roku.

Oznaczmy przez  $\delta_s$  zmienne zboczenie słońca, to wzory (8) i (9) w zastosowaniu do słońca są następujące:

$$h_g = 90^\circ \pm (\delta_s - \varphi), \quad \delta_s \leq \varphi$$

$$h_d = -90^\circ \pm (\delta_s + \varphi), \quad \delta_s \geq -\varphi$$

Wzory te nie zmieniają postaci, jeżeli znak przy  $\varphi$  i  $\delta_s$  zmienimy na przeciwny. Znaczy to, że, gdy zboczenie słońca jest do-

datnie, zdarzają się w miejscu, mającem daną szerokość północną, te same zjawiska, które odbywają się na takiej samej szerokości południowej wówczas, gdy zboczenie słońca jest ujemne. Możemy więc ograniczyć się do rozważania przypadku, gdy  $\varphi > 0$ . Gdy przyjmiemy jeszcze  $\varphi > \varepsilon$ , to we wzorach powyższych stosować wystarczy tylko znak górny. Wtedy

$$h_g = 90^\circ - \varphi + \delta_s$$

$$h_d = -90^\circ + \varphi + \delta_s$$

Z tych wzorów widzimy, że  $h_g$  i  $h_d$  rośnie, gdy  $\delta_s$  rośnie.

Wiemy z ust. 24, że gdy przez  $\varepsilon$  oznaczymy pochyłość ekliptyki, to zboczenie słońca zmienia się w ciągu roku w granicach od  $-\varepsilon$  do  $+\varepsilon$ .

Gdy  $\delta_s = -\varepsilon$ , to słońce znajduje się w stanowisku południowym, i wówczas

$$h_g = 90^\circ - \varphi - \varepsilon$$

$$h_d = -90^\circ + \varphi - \varepsilon$$

Wysokość górowania, jak również wysokość dołowania jest wtedy najmniejsza. Punkty wschodu i zachodu są wtedy najbardziej przesunięte ku punktowi południowemu, łuk dzienny, a więc i dzień, jest najkrótszy, łuk nocny, a więc i noc, jest najdłuższa.

Moment ten, gdy  $\delta_s = -\varepsilon$ , jest *początkiem zimy astronomicznej* na półkuli północnej.

Od tej chwili wzrasta  $\delta_s$ , a więc rośnie też wysokość górowania i dołowania słońca; punkty wschodu i zachodu słońca przesuwają się ku punktowi wschodniemu i zachodniemu, dzień staje się coraz dłuższy, a noc coraz krótsza; jednakowoż dzień zawsze jeszcze jest krótszy od nocy do czasu, gdy  $\delta_s = 0$ , t. j. gdy słońce znajdzie się na równiku w punkcie równonocy wiosennej. Wtedy

$$h_g = 90^\circ - \varphi$$

$$h_d = -90^\circ + \varphi = -(90^\circ - \varphi)$$

a więc  $h_g = -h_d$ . Wtedy słońce wschodzi i zachodzi odpowiednio w punkcie wschodnim i zachodnim, a dzień jest na całej ziemi równy nocy. Jest to *wiosenne porównanie dnia z nocą*, które jest *początkiem wiosny astronomicznej* na półkuli północnej.

Po przejściu słońca przez równik, zboczenie staje się dodatnie i wzrasta nieprzerwanie aż do największej swej wartości  $+\varepsilon$ . Wysokość górowania wzrasta, punkty wschodu i zachodu słońca przesuwają się coraz bardziej ku punktowi północnemu, dzień jest dłuższy od nocy i wzrasta nieprzerwanie. Gdy  $\delta_s = +\varepsilon$ , słońce znajduje się w stanowisku północnym; jest wtedy

$$h_g = 90^\circ - \varphi + \varepsilon$$

$$h_d = -90^\circ + \varphi + \varepsilon$$

a więc wysokość górowania i wysokość dołowania są największe, a w związku z tem dzień jest najdłuższy, a noc najkrótsza. Chwila ta jest *początkiem lata astronomicznego* na półkuli północnej.

Odtąd słońce zbliża się znowu do równika, zboczenie północne maleje, dzień staje się coraz krótszy, punkty wschodu i zachodu słońca zbliżają się z powrotem do punktu wschodniego i zachodniego. Wreszcie słońce dosięga równika i następuje znowu *porównanie dnia z nocą*, które nazywa się *jesienne*: w tej chwili zaczyna się *jesień astronomiczna* na półkuli północnej.

Po przejściu słońca przez punkt równonocy jesiennej zboczenie słońca staje się ujemne, dzień staje się krótszy od nocy, punkty wschodu i zachodu słońca przesuwają się ku punktowi południowemu. Granicą tych zmian w tym kierunku jest chwila, gdy  $\delta_s = -\varepsilon$ , i odtąd zjawiska powtarzają się w sposób, wyżej opisany.

Zupełnie podobnie, jak na półkuli północnej, przebiega roczny cykl zjawisk na półkuli południowej, tylko że w związku z uwagą co do znaku szerokości geograficznej i zboczenia słońca, fazy tego przebiegu są przesunięte o pół roku. Gdy więc słońce znajduje się w punkcie Barana, na półkuli południowej zaczyna się jesień, gdy słońce znajduje się w stanowisku północnym, zaczyna się zima, gdy znajduje się w punkcie Wagi, zaczyna się na półkuli południowej wiosna, wreszcie gdy słońce znajduje się w stanowisku południowym, zaczyna się lato.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Obliczyć największą i najmniejszą wysokość górowania słońca w ciągu roku: w Bombaju ( $\varphi = 18^\circ 54'$ ), w Kairze ( $\varphi = 30^\circ 5'$ ), we Lwowie ( $\varphi = 49^\circ 50'$ ), w Oslo ( $\varphi = 59^\circ 55'$ ) i w Spitzbergen ( $\varphi = 77^\circ 41'$ )!
2. Na jakich wysokościach góruje i dołuje słońce w czasie porównania dnia z nocą: na równiku, w Wilnie i na biegunie?
3. Posługując się ruchomą mapą nieba, wyznacz przeciętną długość najdłuższego i najkrótszego dnia w Polsce.
4. Przy pomocy ruchomej mapy nieba wyznacz przeciętną długość dnia i nocy w Polsce w datach następujących: 10 stycznia, 28 marca, 25 maja, 30 września i 18 grudnia!

**31. Pory roku.** Dwa punkty równonocne i dwa stanowiska nazywają się *kardynalnymi punktami ekliptyki*. Są one odległe od siebie o  $90^\circ$ , a *czas, w ciągu którego słońce przebiega od jednego punktu kardynalnego do następnego, nazywa się porą roku*. Pory roku: *wiosna, lato, jesień i zima* mają swe źródło w fakcie, że ekliptyka jest nachylona do równika, nachylenie to bowiem określa na ekliptyce punkty kardynalne. Gdyby droga słońca nie była nachylona względem równika świata, zboczenia słońca, a więc i wysokości górowania i dołowania jego w ciągu całego roku byłyby niezmiennie, wobec czego nie byłoby też rocznego cyklu zmian.

Zmiana długości dnia i nocy oraz wysokości słońca pociąga za sobą skutki nader ważne dla warunków, panujących na ziemi. Słońce bowiem nie tylko jest najpotężniejszym źródłem światła dla mieszkańców ziemi, lecz także prawie jedynym źródłem ciepła i energii. Natężenie działania promieni słońca na daną powierzchnię jest tem większe, im bardziej do  $90^\circ$  zbliża się kąt, jaki tworzy kierunek promieni z płaszczyzną styczną do tej powierzchni, a więc rośnie wraz z wysokością słońca nad poziomem. Promieniowanie słońca w ciągu dnia jest najsilniejsze, gdy wysokość jego jest największa, t. j. w południe.

Ponieważ w ciągu roku zmienia się wysokość południkowa słońca, zmienne więc jest i działanie słońca w ciągu roku w danym miejscu: najsłabsze jest ono w zimie, gdy słońce wznosi się najmniej nad poziom, najsilniejsze zaś w lecie, gdy słońce góruje najwyżej. Z drugiej strony ilość ciepła, otrzymywana od słońca w danym dniu, zależy też od tego, jak długo w tym dniu słońce znajduje się nad poziomem. W zimie więc, gdy dzień jest krótki, ilość ciepła, otrzymywanego od słońca, jest o wiele mniejsza, niż w lecie, gdy dzień jest długi. W nocy, gdy słońca niema nad poziomem, ziemia wypromieniowuje otrzymane ciepło w przestrzeń, przez co stygnie. Stygnięcie to w daleko większym stopniu zachodzi podczas długich nocy zimowych, aniżeli podczas krótkich nocy letnich. Powstające stąd różnice temperatury dziennej w różnych porach roku oraz cały łańcuch skutków, wyrażających się w zmianach pogody w ciągu roku, wyciskają na życiu przyrody i tak ściśle związanych z niem warunkach życia ludzkiego nader wybitne piętno.

**32. Strefy klimatyczne ziemi.** Wysokość górowania i dołowania słońca w danym miejscu na powierzchni ziemi zależy tylko od zboczenia słońca; jeżeli weźmiemy pod uwagę całą kulę ziemską, to występuje jeszcze zależność od szerokości geograficznej. Z wzorów

$$h_g = 90^\circ \pm (\delta_s - \varphi), \quad \delta_s \leq \varphi$$

$$h_d = -90^\circ \pm (\delta_s + \varphi), \quad \delta_s \geq -\varphi$$

wyływa, że na powierzchni ziemi istnieją punkty, w których słońce może górować w zenicie, a dalej, że może ono w pewnych szerokościach geograficznych górować pod poziomem, a dołować nad poziomem.

Jeżeli słońce ma górować w zenicie jakiegoś punktu powierzchni ziemi, t. j. jeżeli ma być  $h_g = 90^\circ$ , to musi być  $\delta_s = \varphi$ , t. zn. że zboczenie słońca musi się równać szerokości geograficznej. Ponieważ zboczenie słońca zmienia się od  $-\varepsilon$  do  $+\varepsilon$ , więc na półkuli północnej wszystkie punkty, leżące pomiędzy równikiem a szerokością geograficzną  $\varphi = +\varepsilon$ , muszą mieć dwa razy do roku słońce w chwili górowania w zenicie: raz, gdy zboczenie słońca stanie się równe szerokości geograficznej miejsca obserwacji, rosnąc, drugi raz, gdy osiąga tę samą wartość, malejąc. To samo dotyczy punktów, położonych na półkuli południowej między równikiem a szerokością geograficzną  $\varphi = -\varepsilon$ .

Oba powyższe obszary, położone po obu stronach równika, są ograniczone równoleżnikami, odpowiadającymi szerokościom  $\varphi = \pm \varepsilon$ ; na niebie odpowiadają im równoleżniki, przechodzące przez stanowisko Raka na północy i przez stanowisko Koziorożca na południu. Równoleżniki te nazywają się odpowiednio *zwrotnikiem Raka* i *zwrotnikiem Koziorożca*; analogiczne nazwy przysługują też odpowiednim równoleżnikom ziemskim. Dwa te obszary, na których słońce może górować w zenicie, tworzą więc strefę, przeciętą w środku równikiem i ograniczoną zwrotnikami; wskutek tego strefa ta nazywa się *strefą międzyzwrotnikową*. W strefie tej słońce wogóle góruje najwyżej, a więc otrzymuje ona największą ilość energii i ciepła w porównaniu z innymi okolicami ziemi; dlatego nosi ona także nazwę *strefy gorącej*.

Gdy  $h_g < 0$ , słońce góruje pod horyzontem, a więc jest przez cały dzień niewidzialne. Warunek, który musi być spełniony, aby było  $h_g < 0$ , jest na półkuli północnej  $\delta_s < \varphi - 90^\circ$ , a ponieważ  $\varphi \leq 90^\circ$ , wobec tego koniecznym warunkiem na to, ażeby  $h_g < 0$ , jest  $\delta_s < 0$ . Ponieważ najmniejszą wartością zboczenia słońca jest  $-\varepsilon$ , więc na północnej półkuli ziemi słońce może górować pod horyzontem tylko w miejscach, których szerokość czyni zadość warunkowi  $-\varepsilon \leq \varphi - 90^\circ$ , czyli  $\varphi \geq 90^\circ - \varepsilon$ . Im większe jest  $\varphi$ , tem przy mniejszej ujemnej wartości  $\delta_s$  warunek powyższy jest już spełniony, a gdy  $\varphi = 90^\circ$ , każde zboczenie ujemne słońca spełnia ten warunek. W ogólności w szerokościach geograficznych, większych niż  $90^\circ - \varepsilon$ , słońce tak długo nie ukazuje się wcale nad horyzontem, dopóki  $\delta_s \leq \varphi - 90^\circ$ . Panuje tam wtedy noc, która trwa tem dłużej, im większa jest szerokość miejsca obserwacji. Na biegunie północnym trwa ona przez cały czas, gdy zboczenie słońca jest ujemne, t. j. przez pół roku.

Równoleżnik, odpowiadający szerokości geograficznej  $\varphi = 90^\circ - \varepsilon$ , który stanowi granicę tego obszaru północnego, gdzie słońce przez pewien czas stale pozostaje pod poziomem, nazywa się *kołem biegunowym północnym*.

Podobne warunki zachodzą na półkuli południowej, gdy słońce znajduje się na półkuli północnej nieba, czyli gdy ma zboczenie dodatnie. Również w szerokości południowej  $\varphi = \varepsilon - 90^\circ$  jest równoleżnik, na którym tylko wtedy słońce nie wschodzi, gdy zboczenie słońca  $\delta_s = +\varepsilon$ . Jest to *koło biegunowe południowe*, stanowiące granicę obszaru południowego, na którym słońce przez pewien czas stale przebywa pod poziomem.

Koła biegunowe są też granicą obszarów, w których słońce może stać się naokołobiegunowe, t. j. dołować nad poziomem. Warunek, aby słońce stało się naokołobiegunowe, jest  $h_d \geq 0$ , t. j.

$$-90^\circ \pm (\varphi + \delta_s) \geq 0$$

Dla półkuli północnej wynika stąd warunek  $\delta_s \geq 90^\circ - \varphi$ , a więc  $\varphi \geq 90^\circ - \delta_s$ . Ponieważ  $\delta_s$  co najwyżej równa się  $+\varepsilon$ , więc słońce bywa naokołobiegunowe w szerokościach, dla których spełniony jest warunek  $\varphi \geq 90^\circ - \varepsilon$ . Im większe jest  $\varphi$ , tem mniejsze jest zboczenie północne słońca, przy którym staje się ono naokołobiegunowe; dołuje ono nad poziomem tak długo, póki  $\delta_s \geq 90^\circ - \varphi$ . Na biegunie północnym słońce jest naokołobiegunowe przez cały czas, gdy zboczenie jego jest północne, a więc przez pół roku. Takie same stosunki istnieją w odpowiednich szerokościach południowych, gdy zboczenie słońca jest ujemne i spełniony jest warunek  $\delta_s \leq -90^\circ - \varphi$ .

Ponieważ tylko w obszarach, zawierających bieguny ziemskie i ograniczonych kołami biegunowymi, słońce może przez dłuższy okres czasu — wynoszący co najmniej dobę, a co najwyżej pół roku — pozostawać stale pod poziomem, albo też znajdować się stale nad poziomem, przeto pierwszy z tych okresów nazywa się *nocą biegunową*, drugi zaś *dniem biegunowym*. Noc biegunowa i dzień biegunowy w danej miejscowości trwają tem dłużej, im bliżej bieguna leży ta miejscowość.

W obszarach tych słońce zawsze góruje nisko, a wskutek tego otrzymują one mało ciepła i klimat tam jest surowy. Noszą one nazwę *stref zimnych*.

Pomiędzy zwrotnikiem Raka a kołem biegunowym północnym, oraz pomiędzy zwrotnikiem Koziorożca a kołem biegunowym południowym rozciągają się dwie strefy, w których słońce nigdy nie może górować ani w zenicie ani na horyzoncie. Mają więc one regularną zmianę dnia i nocy w czasie każdego obrotu ziemi. Strefy te ze względu na ich warunki klimatyczne nazywają się *strefami umiarkowanymi*.

Zadania:

1. Przy jakich wartościach zboczenia słońca góruje ono w zenicie: a) w Bombaju; b) w Limie; c) w Kalkucie; d) w Rio de Janeiro?
2. Jaki warunek spełniać musi zboczenie słońca, ażeby w Spitzbergen ( $\varphi = 77^\circ 41'$ ) była noc biegunowa?
3. W jakich szerokościach geograficznych jest dzień biegunowy, jeżeli zboczenie słońca wynosi  $+20^\circ$ ?
4. Wiedząc, że płaszczyzna drogi Marsa tworzy z płaszczyzną jego równika kąt  $24^\circ$ , obliczyć rozległość stref klimatycznych na Marsie. W jakich granicach zmieniałoby się zboczenie słońca dla obserwatora na Marsie, liczone od równika Marsa? Ile przeciętnie trwają pory roku na Marsie (czas obiegu 687 dni)?

**33. Układ ekliptyczny.** Ekliptyka jest kołem głównem czwartego układu współrzędnych, stosowanego w astronomji; nazywa się on *układem ekliptycznym*.

Linia prosta  $PP'$  (ryc. 23), przechodząca przez środek ziemi  $C$  i prostopadła do płaszczyzny ekliptyki  $EE'$ , nazywa się *osią ekliptyki*, a punkty przecięcia się osi ekliptyki ze sklepieniem niebieskim  $P$  i  $P'$  nazywają się *biegunami ekliptyki*. Jeden z biegunów  $P$ , przypadający na półkuli północnej, nazywa się *biegunem północnym ekliptyki*, drugi przeciwległy  $P'$  — *biegunem południowym ekliptyki*.

Nachylenie osi ekliptyki do osi świata jest oczywiście takie same, jak nachylenie płaszczyzny ekliptyki do płaszczyzny równika, t. j. wynosi  $\varepsilon$ . Widzimy to na ryc. 23, gdzie  $\sphericalangle BCP = \sphericalangle E'CR' = \varepsilon$ . Tak samo jest  $\sphericalangle BP = \sphericalangle B'P' = \varepsilon$ .

Koło zboczenia  $BPB'P'$ , przechodzące przez bieguny świata i bieguny ekliptyki, które zarazem przechodzi przez stanowiska  $E$  i  $E'$ , nazywa się *kolurem stanowisk*, koło zboczenia zaś  $B'V B \sqcup$ , przechodzące przez punkty równonocne  $V$  i  $\sqcup$ , nazywa się *kolurem równonocy*.

Koła wielkie, przechodzące przez bieguny ekliptyki, np.  $PGP'$ , nazywają się *kołami szerokości*, a odległość  $G_0G$  gwiazdy  $G$  od ekliptyki, liczona na jej kole szerokości, lub też odpowiedni kąt środkowy  $G_0CG$ , nazywa się *szerokością astronomiczną gwiazdy*. Szerokość astronomiczna liczy się na północ od ekliptyki dodatnio, na południe ujemnie od  $0^\circ$  do  $90^\circ$ ; będziemy ją oznaczali literą  $\beta$ .

Położenie koła szerokości określa się przez kąt, który płaszczyzna jego tworzy z płaszczyzną koła szerokości, przechodzącego przez punkt równonocy wiosennej. Kąt ten, liczony w tym samym kierunku, co wnoszenie proste, nazywa się *długością astronomiczną*. Długością astronomiczną gwiazdy  $G$  jest więc kąt  $VPG$ , albo odpowiedni łuk na ekliptyce  $\sphericalangle V G_0$ ; długość astronomiczną oznaczamy literą  $\lambda$ .

Długość i szerokość astronomiczna nazywają się *spółrzędnymi ekliptycznymi* i mają zastosowanie głównie w badaniu ruchów planet.

Zadania i ćwiczenia:

1. Ile wynoszą współrzędne ekliptyczne punktu równonocy wiosennej?
2. Znaleźć na ruchomej mapie nieba biegun północny ekliptyki!
3. Ile wynoszą współrzędne ekliptyczne słońca w chwili, gdy jego wznoszenie proste wynosi  $6^h$ ?

## ROZDZIAŁ IV

### Ruch ziemi dokoła słońca

**34. Ruch roczny słońca, uważany za paralaktyczny.** Wszystkie zjawiska, odnoszące się do zmiennej długości dnia i nocy w różnych porach roku oraz w różnych szerokościach na powierzchni ziemi, znajdują objaśnienie, jak widzieliśmy, w tej okoliczności, że słońce zdaje się poruszać na sklepieniu niebieskim po kole, które

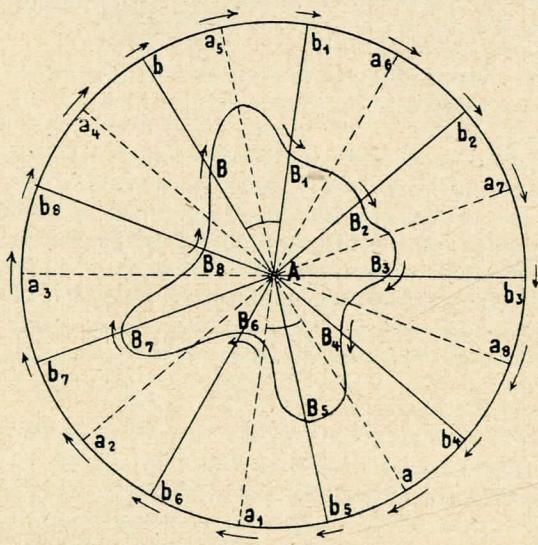
względem równika jest nachylone pod kątem  $\varepsilon = 23\frac{1}{2}^{\circ}$ .

Ten ruch słońca możemy uważać za rzeczywisty, albo też za pozorny, t. j. paralaktyczny; charakter bowiem ruchu nie może wpłynąć na przebieg zjawisk, jeżeli tylko współrzędne słońca dla obserwatora ziemskiego zmieniają się w sposób, wyżej podany.

Przypuszczając więc, że ruch słońca jest paralaktyczny, zapytajmy, jakim rzeczywistym ruchem ziemi mógłby on być spowodowany?

Niechaj w punkcie nieruchomym  $A$  (ryc. 25)

znajduje się obserwator i niechaj w płaszczyźnie ryciny wykonywa ruch jakiś punkt w ten sposób, że zakreśla dokoła punktu  $A$  dowolną krzywą linię zamkniętą  $BB_1B_2 \dots B$ . Niechaj ten punkt będzie widziany z punktu  $A$  jako rzut na powierzchni wewnętrznej kuli, poprowadzonej dowolnym promieniem z punktu  $A$ . Gdy punkt ruchomy znajduje się w  $B$ , jest on widziany z punktu  $A$  w punkcie  $b$ , gdy jest w  $B_1$ , widziany jest w  $b_1$  i t. d. Czyli, że gdy punkt  $B$  przebiega drogę  $BB_1B_2 \dots B$ , to z punktu  $A$  wydaje się, że zakreślił on na kuli wielkie koło  $bb_1b_2 \dots b$  — i to całkiem niezależnie od tego, jaki jest rzeczywisty kształt drogi punktu ruchomego. Widzimy więc, że jakkolwiek krzywą przebiegałoby słońce w płaszczyźnie



Ryc. 25.

ekliptyki dokoła ziemi, z ziemi zawsze musiałoby się zdawać, że porusza się ono na sklepieniu niebieskim po kole.

Przypuśćmy teraz drugą możliwość, że obserwator porusza się po drodze  $BB_1B_2 \dots B$  i patrzy ku  $A$ . W tym przypadku będzie punkt  $A$  widziany na obwodzie tego samego koła; mianowicie, gdy obserwator jest w  $B$ , punkt  $A$  jest widoczny w  $a$ , gdy obserwator jest w  $B_1$ , punkt  $A$  widoczny jest w  $a_1$  i t. d.; gdy obserwator zakreśli swą całą drogę zamkniętą, punkt  $A$  paralaktycznie zakreśli wielkie koło  $aa_1a_2 \dots a$ . Jeżeli więc wyobrazimy sobie, że słońce zajmuje stałe położenie w  $A$ , a ziemia zakreśla jakąkolwiek drogę zamkniętą w płaszczyźnie ekliptyki dokoła słońca, to obserwatorowi ziemskiemu wydawać się musi, że słońce przebiega koło ekliptyki w tym samym czasie, w którym ziemia rzeczywiście przebiega swą zamkniętą drogę.

Ruch rzeczywisty, jak wskazują strzałki, odbywać się musi w tym samym kierunku, co paralaktyczny. Ponieważ ruch słońca na niebie jest prosty, więc może być wywołany też tylko przez ruch prosty ziemi.

Widzimy nadto, że  $\sphericalangle bab_1 = \sphericalangle aAa_1$ , t. j. droga punktu ruchomego, widziana z punktu  $A$ , równa się paralaktycznej drodze punktu  $A$ , zakreślonej w tym samym czasie i oglądanej przez ruchomego obserwatora. Znaczy to, że ruch rzeczywisty i paralaktyczny mają jednakową prędkość.

**35. Zmiany wysokości południkowej słońca przy założeniu ruchu paralaktycznego.** Gdyby ziemia była punktem, ruch jej dokoła słońca w jakiejkolwiek płaszczyźnie powodowałby ruch paralaktyczny słońca po wielkim kole sklepienia niebieskiego, przypadającym w tejże płaszczyźnie. W danym punkcie na powierzchni ziemi ruch słońca powoduje szereg zjawisk, które, jak widzieliśmy, sprowadzają się do tego, że wysokość południkowa słońca zmienia się periodycznie w ciągu roku. Wykażemy teraz, że zmiany te musiałyby się odbywać w sposób identyczny, gdyby słońce było nieruchome, a ziemia zakreślała dokoła niego zamkniętą drogę w płaszczyźnie ekliptyki.

Niechaj oznacza (ryc. 26)  $T$  środek ziemi,  $bb'$  oś ziemską,  $rr_1$  równik ziemski i  $A$  jakiś punkt na powierzchni ziemi, którego szerokością geograficzną jest łuk  $A_oA = \varphi$ , a prosta  $TZ$  niech wskazuje kierunek ku zenitowi tego punktu. Niechaj dalej będzie  $ee_1$  kołem przecięcia powierzchni ziemi z płaszczyzną ekliptyki; prosta przecięcia równika i ekliptyki  $pq$  określa kierunek linii równonocy, a więc  $T\mathcal{N}$  jest kierunkiem ku punktowi Barana.

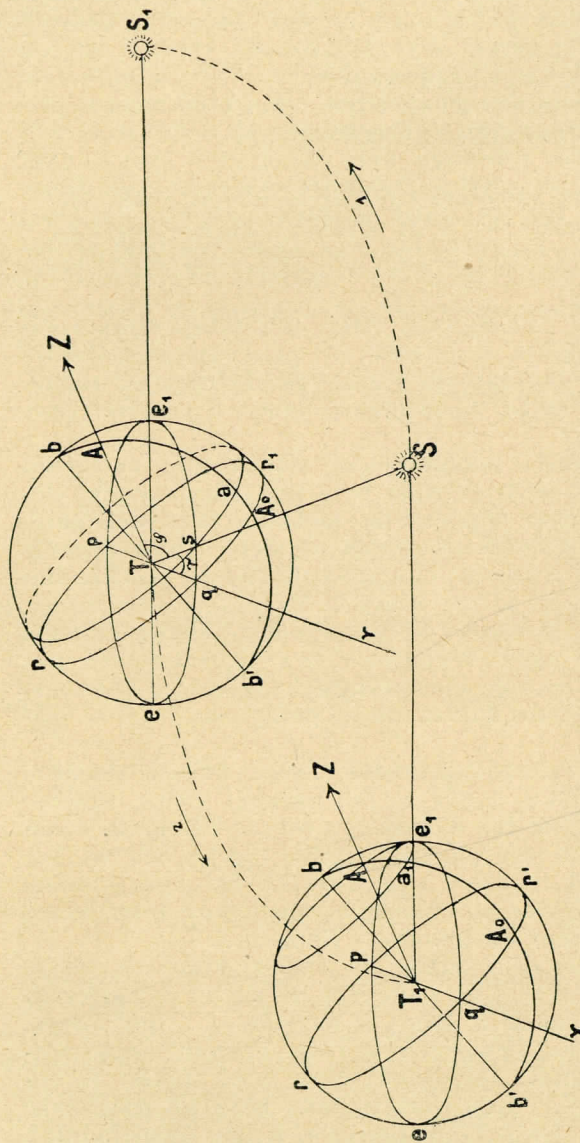
Jeżeli w  $S$  będzie środek słońca, to słońce widoczne jest ze środka ziemi w kierunku  $TS$ . W położeniu  $T$  prosta ta przecina powierzchnię ziemi w punkcie  $s$ , leżącym na kole  $ee_1$ . Gdy ziemia wiruje, prosta  $TS$  przecina powierzchnię ziemi kolejno we wszystkich punktach równoleżnika, przechodzącego przez punkt  $s$ , kolejno więc wszystkie punkty tego równoleżnika będą się znajdować na linii  $TS$ , a w pewnej chwili także punkt  $a$ , leżący na południku punktu  $A$ . Będzie to dla obserwatora, znajdującego się w punkcie  $A$  chwila górowania słońca. Wysokością górowania będzie oczywiście kąt  $h_g = 90^{\circ} - \sphericalangle aTZ$ . Jak widać z ryciny, jest

$$\sphericalangle aTZ = \sphericalangle aA = \sphericalangle A_oA - \sphericalangle A_oa$$

Widzieliśmy wyżej, że  $\sphericalangle A_0A = \varphi$ , a  $\sphericalangle A_0a$  jest zбочeniem słońca, które oznaczmy, jak poprzednio, przez  $\delta_s$ . Podstawiając, otrzymujemy

$$h_g = 90^\circ - (\varphi - \delta_s)$$

Słońce biegnie na niebie tak, że prosta  $TS$  znajduje się w płaszczyźnie ekliptyki  $ee_1$ , a długość słońca, t. j.



Ryc. 26.

zakreślając drogę, podobną do drogi punktu  $S$  w czasie jego przejścia z  $S$  do  $S_1$ . W tem założeniu jest

$$T_1S // TS_1 \text{ i } \sphericalangle T_1S = \sphericalangle TS_1$$

$\sphericalangle \sphericalangle TS$ , stale wzrasta. W miarę, im bardziej zbliża się kąt ten do  $\sphericalangle \sphericalangle TS_1$ , wzrasta też zбочenie słońca i w tem krańcowem położeniu jest  $\delta_s = \sphericalangle S_1Tr_1 = +\epsilon$ . Wówczas wysokość górowania w punkcie  $A$ , mającym szerokość  $\varphi$ , jest największa, mianowicie ma wartość  $h_g = 90^\circ - \varphi + \epsilon$ .

Gdy prosta  $TS$  zbliża się do położenia  $Tp$ , zбочenie słońca zbliża się do zera i gdy słońce widoczne jest w kierunku  $Tp$ , przypada ono na równiku nieba, t. j.  $\delta_s = 0$ . Wysokość górowania w punkcie  $A$  wynosi wtedy  $h_g = 90^\circ - \varphi$ .

Widzimy więc, że wszystkie wysokości górowania przy stałym nachyleniu ekliptyki do równika zależą tylko od długości słońca  $\sphericalangle \sphericalangle TS$ , wzrastającej w kierunku strzałki 1. Ale długość słońca może się zmieniać tak samo skutkiem ruchu punktu  $S$ , gdy punkt  $T$  jest nieruchomy, jak skutkiem ruchu punktu  $T$ , gdy punkt  $S$  jest nieruchomy.

Przypuśćmy, że punkt  $S$  jest nieruchomy, a ziemia zmieniała położenie, tak że środek jej z punktu  $T$  przeniósł się na ekliptyce do punktu  $T_1$ ,

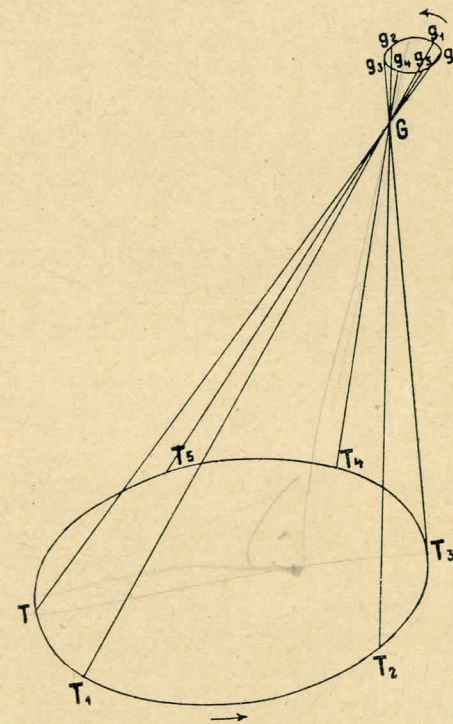
I w tym wypadku kierunek ku słońcu schodzi się z kierunkiem  $ee_1$ , więc dla obserwatora, znajdującego się w punkcie  $A$ , zбочenie słońca zmienia się z poprzedniej wartości  $A_0a = \delta_s$  na  $A_0a_1 = \epsilon$ . Wysokość górowania, jako zależna od zбочenia słońca, zmienia się tak samo, jak to widzieliśmy poprzednio. Gdy przy dalszym ruchu ziemi w kierunku, oznaczonym przez strzałkę 2, znalazłaby się ona w położeniu takim, że kierunek  $TS$  byłby równoległy do  $pq$ , wtedy zбочenie słońca byłoby zerem i wysokość górowania byłaby  $h_g = 90^\circ - \varphi$ .

Doszliliśmy więc do wniosku, że ruch słońca można uważać za paralaktyczny, odzwierciedlający ruch ziemi dokoła nieruchomego słońca po zamkniętej drodze w płaszczyźnie, nachylonej pod kątem  $\epsilon$  do płaszczyzny równika świata.

Aby rozstrzygnąć, który z dwóch możliwych poglądów na ruch słońca, odpowiada rzeczywistości, należy podać jeszcze inne argumenty, przemawiające za jednym lub drugim. Ptolemeusz, astronom rzymski, żyjący w II wieku po N. Chr., w swem dziele, znanem przeważnie pod tytułem arabskiego przekładu *Almagest*, a za nim wszyscy późniejsi astronomowie aż do XVI wieku naszej ery, uznawali, że ziemia jest nieruchoma, a ruch słońca na ekliptyce jest prawdziwy. Na przeciwnym stanowisku stanął astronom polski Mikołaj Kopernik, który w dziele swem, wydanem w r. 1543 p. t. *De revolutionibus orbium coelestium*, przyjął, że słońce jest nieruchome, a ziemia krąży dokoła niego po zamkniętej drodze.

Pogląd swój uzasadnił Kopernik licznymi przekonującymi argumentami i zjednał dla niego już podówczas wielu zwolenników; jednakże argumenty jego nie zdołały przekonać wszystkich współczesnych uczonych; podnosili oni bowiem zarzuty, których wówczas nie można było odeprzeć.

**36. Paralaksa roczna.** Jeżeli ziemia krąży dokoła słońca, to ruch jej powinienby się odzwierciedlać nie tylko w ruchu słońca i planet, jak wykazywał Kopernik, lecz powinienby także powodować paralaktyczny ruch roczny wszystkich gwiazd. Wyjaśnią to ryc. 27, na której niechaj punkt  $G$  oznacza jakąś gwiazdę, a  $TT_1T_2 \dots T$  drogę ziemi naokoło słońca, uważaną za koło, a przedstawioną jako rzut na płaszczyznę papieru w postaci elipsy. Obserwator ziemski, patrząc na gwiazdę z różnych punktów drogi ziemskiej,



Ryc. 27.

np. z  $T, T_1, T_2, T_3$  i t. d., widzi ją na niebie w punktach  $g, g_1, g_2, g_3$  i t. d., w których z pozornym sklepieniem niebieskim przecinają się kierunki  $TG, T_1G, T_2G, T_3G$  i t. d. To znaczy, że ruch ziemi odzwierciedlać się musi w ruchu paralaktycznym każdej gwiazdy, zachodzącym po drodze zamkniętej dokoła punktu, w którymby obserwator, patrzący z nieruchomego słońca, widział daną gwiazdę. Poszczególne punkty krzywej paralaktycznej  $g, g_1, g_2, g_3$  i t. d. odchylone są zawsze w płaszczyźnie, określonej przez kierunek, łączący gwiazdę z obserwatorem na ziemi, oraz przez kierunek, łączący gwiazdę ze słońcem, które na ryc. 27 należy wyobrazić sobie wewnątrz elipsy  $TT_1T_2, \dots T$ .

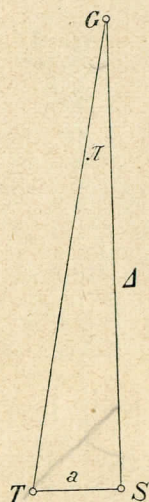
Stwierdzenie istnienia ruchu paralaktycznego gwiazd, jako bezpośredniego dowodu ruchu ziemi dokoła słońca, miało dla rozwoju astronomji ogromne znaczenie, ono bowiem mogło być pozytywnym dowodem prawdziwości tezy Kopernika. Przez długi jednak czas pomimo bardzo starannych pomiarów nie można było wykazać istnienia tego ruchu gwiazd i to stanowiło jeden z najpoważniejszych zarzutów, podnoszonych przeciwko teorii Kopernika, jakkolwiek niemniej prawdopodobne było następujące, wręcz odmienne tłumaczenie ujemnego wyniku wspomnianych zabiegów.

Zważmy mianowicie, że rozważane odchylenia paralaktyczne gwiazdy muszą zależeć od odległości gwiazdy od obserwatora. Przyjmując za miarę ruchu paralaktycznego gwiazdy kąt  $\pi$  (ryc. 28), utworzony przez kierunki  $SG$  i  $TG$ , w czym  $S$  oznacza słońce,  $T$  ziemię,  $G$  zaś gwiazdę, i oznaczając przez  $a$  promień drogi ziemskiej, a przez  $\Delta$  odległość gwiazdy  $G$  od słońca  $S$ , mamy z trójkąta  $STG$

$$\operatorname{tg} \pi = \frac{a}{\Delta} \quad (15)$$

lub też z uwagi, że  $\pi$ , jak niżej zobaczymy, jest bardzo małym kątem

$$\pi'' = \frac{a}{\Delta} \cdot \operatorname{cosec} 1'' = 206265 \cdot \frac{a}{\Delta} \quad (15')$$



Ryc. 28.

Z równania (15) widzimy więc, że kąt  $\pi$ , zwany *paralakcją roczną* gwiazdy  $G$ , jest tem mniejszy, im większa jest odległość gwiazdy  $\Delta$ . Na obronę stanowiska Kopernika można było zatem przyjąć, że odległości gwiazd są tak wielkie, a więc paralaksy roczne są kątami tak małymi, że nie można ich istnienia stwierdzić zapomocą stojących do dyspozycji środków mierniczych, jako zbyt mało dokładnych.

Dopiero w r. 1838 udało się *Besselowi* wykazać istnienie ruchu paralaktycznego w przypadku gwiazdy *61 Łabędzia*. Okazało się, że paralaksa tej gwiazdy wynosi zaledwie  $0.3''$ ; pod takim kątem widzialny jest  $1 \text{ mm}$  z odległości  $700 \text{ m}$  i to daje wyobrażenie, jak mały jest ten kąt. W ostatnim stuleciu udało się stwierdzić i wymierzyć znaczną ilość paralaks gwiazd, z których największa, dotąd znana, wynosi zaledwie  $0.9''$ .

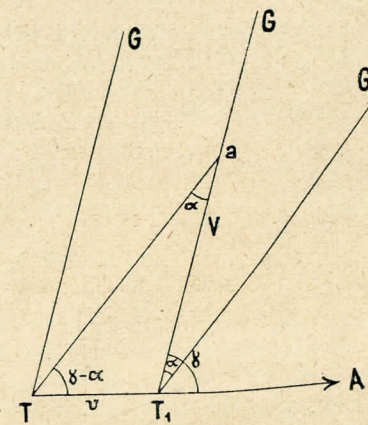
Krzywa ruchu paralaktycznego gwiazdy jest oczywiście elipsą jako odzwierciedlenie eliptycznego ruchu ziemi dokoła słońca. Można wykazać, że oś wielka elipsy paralaktycznej jest równoległa do ekliptyki i wynosi  $2 \cdot \pi$ , podczas gdy prostopadła do niej oś mała wynosi  $2 \cdot \pi \sin \beta$ , w czym  $\pi$  oznacza paralaksę roczną gwiazdy,  $\beta$  zaś jej szerokość astronomiczną; elipsa ta jest zatem tem węższa, im bliżej ekliptyki leży gwiazda, wobec czego gwiazda, leżąca na ekliptyce ( $\beta = 0$ ), wykonywa wskutek paralaksy rocznej tylko małe wahania po łuku z amplitudą, wynoszącą  $\pi$ , względem swego środkowego położenia.

Zadania:

1. Wiedząc, że paralaksy roczne gwiazd  $\alpha$  Centauri, Syrjusa, Procjona,  $61$  Łabędzia i Algola wynoszą odpowiednio  $0.758''$ ,  $0.371''$ ,  $0.312''$ ,  $0.3''$  i  $0.027''$ , obliczyć odległości tych gwiazd w jednostkach planetarnych i w kilometrach.
2. Obliczyć paralaksę Wielkiej Mgławicy Andromedy, wiedząc, że promień świetlny przebiega przestrzeń, dzielącą ją od nas, w  $870000$  latach.

**37. Aberacja roczna.** Zanim pierwsza paralaksa została wyznaczona przez Bessla, oddawna już znane było zjawisko, stanowiące niemniej przekonujący dowód ruchu ziemi dokoła słońca, jak paralaksa, ale o wiele dostępniejszy dla obserwacji. Jest nim *ruch aberacyjny* gwiazd czyli *aberacja roczna*, zjawisko, odkryte w r. 1725 przez sławnego astronoma angielskiego *Bradleya* i przez niego wyjaśnione.

Niechaj na ryc. 29 w punkcie  $T$  znajduje się ziemia, a w  $G$  jakaś gwiazda. Jeżeli założymy, że ziemia i gwiazda są nieruchome, to gwiazda z  $T$  musi być stale widziana w kierunku  $TG$ . Przypuśćmy wszakże, że ziemia porusza się z prędkością  $TT_1 = v \text{ km/sek}$  w kierunku  $TA$ , a światło od gwiazdy biegnie z prędkością  $aT_1 = V \text{ km/sek}$ . Gdy ziemia przybywa do  $T_1$ , otrzymuje ona falę światła, która znajdowała się w  $a$ , gdy ziemia znajdowała się w  $T$ . Ponieważ obserwator ziemski nie odczuwa ruchu ziemi i ponieważ wydaje się mu, że ziemia znajduje się stale w punkcie  $T$ , więc też ma wrażenie, że fala światła przybywa do oka w kierunku  $aT$  i w tym też kierunku widzi gwiazdę; będąc w  $T_1$ , obserwator widzi gwiazdę nie w kierunku  $T_1G$ , ale w kierunku  $T_1G_1 // Ta$ .



Ryc. 29.

Widzimy więc, że jeżeli prędkość światła nie jest nieskończenie wielka w porównaniu z prędkością ziemi, to wszystkie gwiazdy muszą się wydać odchylone od swego rzeczywistego położenia o pewien kąt w kierunku ruchu ziemi.

Ponieważ ziemia przebiega drogę krzywą, więc kierunek jej ruchu zmienia się bezustannie, a jest określony w każdej chwili przez styczną do jej drogi w tym punkcie, w którym w danym mo-

mencie znajduje się środek ziemi. Skoro zatem droga ziemi jest krzywą zamkniętą, więc też gwiazdy, odchylając się coraz to w innym kierunku od położenia, któreby miały, gdyby ziemia była nieruchoma, muszą zakreślać dokoła tego ostatniego krzywą zamkniętą w okresie rocznym.

Oznaczmy przez  $\sphericalangle GT_1A = \gamma$ ,  $\sphericalangle GT_1G_1 = \alpha$ , to z trójkąta  $aTT_1$  wypływa proporcja:

$$\frac{TT_1}{T_1\alpha} = \frac{v}{V} = \frac{\sin \alpha}{\sin(\gamma - \alpha)}$$

Ponieważ stosunek prędkości ziemi  $v$  do prędkości światła  $V$  jest małym ułamkiem, więc  $\alpha$  jest małym kątem. Gdy go opuścimy w mianowniku, przyjmujemy  $\sin \alpha = \alpha'' \cdot \sin 1''$  i określimy nadto dla uproszczenia kąt  $\mu$  równaniem

$$\sin \mu = \frac{v}{V} = \mu'' \cdot \sin 1''$$

to z proporcji powyższej znajdujemy

$$\alpha = \mu'' \cdot \sin \gamma \quad (16)$$

Prędkość ziemi, jak zobaczymy, ulega w ciągu roku zmianom, zawartym w niewielkich granicach, wskutek czego zmienia się także wartość kąta  $\mu$ . Oznaczając przez  $v_0$  średnią prędkość ziemi, a przez  $\mu_0$  średnią wartość kąta  $\mu$ , to jak z licznych obserwacji wynika,

$$\mu_0 = 20.47''$$

a

$$\mu_0 \cdot \sin 1'' = \frac{v_0}{V} = \frac{1}{10008} \quad (17)$$

Kąt  $\gamma$ , jako zależny od kierunku ruchu ziemi, ma okres roczny i w pewnej chwili dla każdej gwiazdy jest  $\gamma = 90^\circ$ ; wtedy jest  $\alpha = 20.47''$ . Widzimy więc, że skutkiem aberacji wszystkie gwiazdy odchylają się od swego rzeczywistego położenia o kąt, którego największa wartość, jednakowa dla wszystkich gwiazd, wynosi  $20.47''$ . Liczba ta nazywa się *stałą aberacji rocznej*.

Wzór (16) określa wartość odchylenia aberacyjnego, odpowiadającego danej wartości kąta  $\gamma$ . Kąt  $\mu$  przedstawia największą wartość odchylenia aberacyjnego; wartość ta zależy wyłącznie od stosunku prędkości ziemi do prędkości światła, nie zależy zatem od odległości gwiazd i jest dla wszystkich gwiazd jednakowa, podczas gdy odchylenia paralaktyczne zależne były od odległości (równanie 15) gwiazd i były zatem dla różnych gwiazd odmienne.

Można wykazać, że drogi, które zakreślają gwiazdy z powodu aberacji są elipsami, których połowa wielkiej osi wynosi  $\mu_0$ , a połowa osi małej  $\mu_0 \cdot \sin \beta$ , jest więc tem mniejsza, im mniejsza jest szerokość astronomiczna gwiazdy. Elipsy te są tak samo zorjentowane, jak elipsy paralaktyczne, ale położenie gwiazdy w elipsie

aberacyjnej jest o  $90^\circ$  cofnięte względem jej położenia w elipsie paralaktycznej; fakt ten przedewszystkiem zwrócił uwagę Bradley'a, że wykryty przez niego ruch gwiazd nie był poszukiwanym ruchem paralaktycznym i wymagał innego wyjaśnienia.

Ze wzoru (17) widzimy, że skoro stała aberacji została wyznaczona ze spostrzeżeń, to można znaleźć prędkość światła  $V$ , gdy znana jest średnia prędkość ziemi  $v_0$ , lub odwrotnie znaleźć  $v_0$ , gdy prędkość światła  $V$  została wyznaczona metodami fizycznymi. Ponieważ prędkość ziemi znajduje się w ścisłym związku z rozmiarami drogi ziemskiej, albo też z nader ważną wielkością astronomiczną, t. zw. paralaksą słońca, o której będzie mowa później (ust. 67), więc znajomość stałej aberacji pozwala wyznaczyć paralaksę słońca.

Zadanie:

Obliczyć średnią prędkość ruchu rocznego ziemi, przyjmując jako dane stałą aberacji rocznej i prędkość światła.

**38. Kształt drogi ziemskiej.** Stwierdziwszy i udowodniwszy istnienie ruchu ziemi dokoła słońca, możemy przystąpić do dokładniejszego zbadania kształtu drogi ziemskiej i ruchu ziemi na tej drodze.

Możemy w tym celu badać kształt drogi pozornej słońca dokoła ziemi, wychodząc z założenia, że taki sam kształt ma droga ziemi dokoła słońca. Kształt ten zbadamy, wyznaczając odległość słońca od ziemi w różnych punktach ekliptyki. Odległość ta znajduje się w ścisłym związku z wielkością tarczy słonecznej; miarą tej wielkości jest kąt, pod jakim widzimy promień słońca, uważanego za kulę, czyli t. zw. *wielkość kątową* tego promienia.

Niechaj w  $O$  (ryc. 30) znajduje się obserwator, a w  $A$  środek słońca, którego promień  $AM = r$ . Promień ten jest widziany z  $O$  pod kątem  $MOA = \varrho$ . Gdy oznaczymy odległość  $OA = d$ , to z trójkąta  $MAO$ , prostokątnego przy  $M$ , wypływa

$$r = d \cdot \sin \varrho$$

Gdy więc z dwu różnych odległości  $d_1$  i  $d_2$  promień słońca widziany jest pod kątami  $\varrho_1$  i  $\varrho_2$ , to jest

$$r = d_1 \cdot \sin \varrho_1 = d_2 \cdot \sin \varrho_2$$

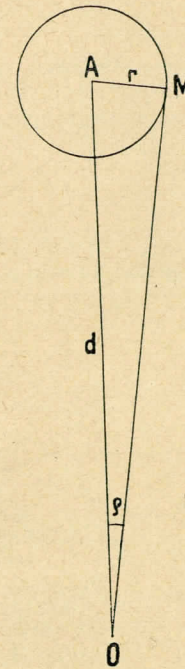
a stąd wynika proporcja

$$d_1 : d_2 = \sin \varrho_2 : \sin \varrho_1$$

Ponieważ kąt  $\varrho$  wynosi średnio około  $16'$ , jest więc małym kątem, to możemy przyjąć z dostatecznym przybliżeniem

$$d_1 : d_2 = \varrho_2 : \varrho_1$$

t. j., że odległości słońca od ziemi znajdują się w stosunku odwrotnym do jego wielkości katowych.



Ryc. 30.

Przypuśćmy, że wielokrotnie obserwowano przejście słońca przez południk w ten sposób, że z pomocą zegara gwiazdowego określano czas przejścia przez południk zachodniego i wschodniego brzegu tarczy słońca. Różnica tych czasów przedstawia zarazem różnicę wznoszeń prostych wschodniego i zachodniego brzegu tarczy słońca, z której drogą prostego rachunku można obliczyć promień tarczy  $\varrho$ .

Z takich obserwacji wynika przede wszystkim, że  $\varrho$  wzrasta w sposób ciągły od wartości najmniejszej  $\varrho_{min} = 15' 45''$  do wartości największej  $\varrho_{max} = 16' 19''$ , a potem znowu w symetryczny sposób maleje. Punkty ekliptyki, w których  $\varrho$  jest najmniejsze i największe, są djаметralnie przeciwległe, a długości ich wynoszą w przybliżeniu odpowiednio  $102^\circ$  i  $282^\circ$ . Nazywają się one *apsydami*, a łącząca je średnica — *linią apsyd*. W kierunku  $\varrho_{max}$  przypada najbliższy punkt pozornej drogi słońca, a w kierunku  $\varrho_{min}$  punkt najdalszy tej drogi; nazywają się one odpowiednio *punktem przyziemnym* czyli *perigeum* drogi słońca i *punktem odziemnym* czyli *apogeum* tej drogi.

Utwórzmy

$$\varrho_0 = \frac{\varrho_{min} + \varrho_{max}}{2} = 16' 2''$$

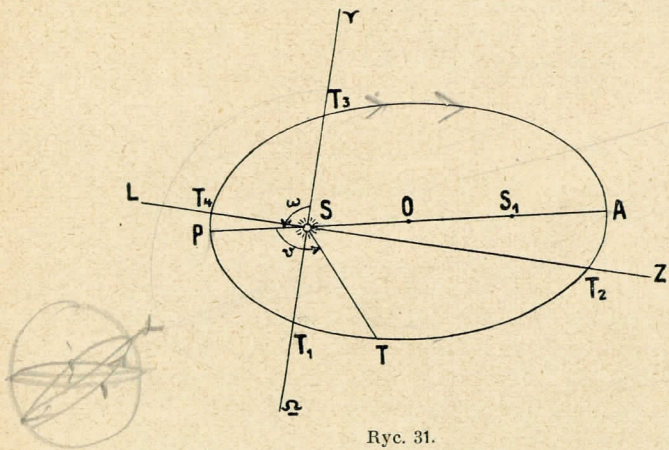
to odległość  $d_0$ , odpowiadająca wielkości kątowej  $\varrho_0$ , jest *średnią odległością* słońca od ziemi; wartość  $d$ , odpowiadająca dowolnemu  $\varrho$ , otrzymujemy ze wzoru

$$d = d_0 \cdot \frac{\varrho_0}{\varrho} \quad (18)$$

Celem wyznaczenia kształtu drogi, prowadzimy od punktu, przedstawiającego na jakimś rysunku ziemię, proste w kierunkach,

określonych przez długość słońca, następnie obieramy jako  $d_0$  dowolną długość i na każdej z tych prostych odkładamy odcinki, równe wartościom  $d$ , obliczonym według wzoru (18) dla odpowiadających kierunkom prostych wartości  $\varrho$ ; końce tych odcinków są punktami krzywej, przedstawiającej drogę słońca. Łącząc te punkty, dochodzi się do wniosku, że droga pozorna słońca dokoła ziemi jest elipsą,

której oś wielka przypada w kierunku linii apsyd, a ziemia znajduje się w jednym z jej ognisk. Taki sam kształt ma prawdziwa droga ziemi dokoła słońca, znajdującego się w ognisku tej drogi; przedstawia ją ryc. 31. Punkt  $P$  tej drogi, najbliższy słońca, na-



Ryc. 31.

zywa się *punktem przystonecznym* czyli *perihelium*, punkt najdalszy  $A$  nazywa się *punktem odstonecznym* czyli *aphelium*.

Odległość

$$OP = \frac{SP + SA}{2} = a$$

t. j. połowa osi wielkiej jest identyczna z wyżej określoną średnią odległością ziemi od słońca  $d_0$ . Przyjmuje się ją za jednostkę długości przy wyznaczaniu odległości planet i dlatego nosi ona nazwę *jednostki planetarnej*. Jaki jest jej stosunek do innych znanych jednostek długości, zobaczymy później.

Stosunek  $\frac{OS}{OP} = e$  nazywa się *mimośrodem elipsy*. Im bliżej środka  $O$  znajduje się ognisko  $S$ , tem mniejszy jest mimośród i tem bardziej zbliża się elipsa do koła. Mimośród drogi ziemskiej można wyznaczyć na podstawie znanych wielkości kątowych  $\varrho$  lub odpowiadających mu wartości  $d$  w sposób następujący.

Niechaj w  $S_1$  będzie drugie ognisko elipsy, tak że

$$\begin{aligned} OS &= OS_1 \\ SP &= S_1A \end{aligned}$$

Dalej jest:

$$SS_1 = 2 \cdot OS = SA + SP - 2 \cdot SP = SA - SP$$

oraz

$$2 \cdot OP = SA + SP$$

a stąd

$$\frac{OS}{OP} = e = \frac{SA - SP}{SA + SP} = \frac{d_{max} - d_{min}}{d_{max} + d_{min}}$$

albo kładąc

$$d_{max} = d_0 \frac{\varrho_0}{\varrho_{min}}$$

$$d_{min} = d_0 \frac{\varrho_0}{\varrho_{max}}$$

otrzymuje się też

$$e = \frac{\varrho_{max} - \varrho_{min}}{\varrho_{max} + \varrho_{min}}$$

Z najdokładniejszych pomiarów wynika  $e = 0.0168$ ; widzimy więc, że elipsa, po której biegnie ziemia, bardzo mało różni się od koła i w przybliżeniu może być uważana za koło, podobnie jak uważamy ziemię w przybliżeniu za kulę. O wartości  $a$  będzie mowa później (ust. 67); wynosi ona  $149,450.000 \text{ km}$ .

Zadania:

1. Obliczyć wielkość kątową promienia słońca, oglądanego w średniej odległości od ziemi, wiedząc, że stosunek rzeczywistych długości promieni słońca i ziemi wynosi 109:1.
2. Na podstawie znanej wartości mimośrodu drogi ziemskiej oraz średniej odległości ziemi od słońca obliczyć największą i najmniejszą odległość ziemi od słońca.

Inst. Rydzki  
WARSZAWA 11  
ul. Julianowska 15 m  
Telefon 70-09-55



### 39. Kierunek osi wielkiej drogi ziemi. Anomalja prawdziwa.

Położenie osi wielkiej jest określone przez linię apsyd, której określenie podano w poprzednim ustępie. Położenie obu apsyd możemy wyznaczyć na podstawie obserwacji przejść słońca przez południk (ust. 38). Z pomiarów takich bowiem okazuje się, że prędkość słońca w jego pozornej drodze na sklepieniu niebieskim jest najmniejsza wtedy, gdy długość jego wynosi około  $102^\circ$ , największa zaś w punkcie przeciwległym nieba, t. j. przy długości około  $282^\circ$ . Aby określić położenie wielkiej osi drogi ziemskiej, należy wyobrazić sobie, iż patrzymy ze słońca na ziemię; byłaby ona wtedy widoczna ze słońca w punkcie nieba, przeciwległym temu, w którym słońce w tym samym czasie widziane jest z ziemi. Ziemia ma zatem największą prędkość dla obserwatora na słońcu wtedy, gdy długość jej wynosi około  $102^\circ$ ; znajduje się ona w tym czasie w punkcie przysłonecznym swej drogi. Niechaj prosta  $\underline{L} \searrow \checkmark$  (ryc. 31) wskazuje kierunek linii równonocy, to kąt  $\checkmark SP = \omega$ , który tworzy najkrótszy promień wodzący ziemi  $SP$  z kierunkiem ku punktowi Barana  $S\checkmark$ , jest *długością punktu przysłonecznego*; jej obecna wartość wynosi  $101^\circ 45'$ .

Kąt  $PST = v$ , utworzony przez promień wodzący ziemi w danej chwili z kierunkiem najmniejszego promienia, liczony w kierunku ruchu ziemi, nazywa się *anomalją prawdziwą ziemi*. Długością ziemi, widzianej ze słońca, jest kąt  $\checkmark ST = L$ . Jak widać na ryc. 31

$$v = L - \omega$$

Ponieważ  $\omega$  ma wartość stałą, więc  $v$  zmienia się tak samo, jak  $L$ . Gdy oznaczymy przez  $\odot$  długość astronomiczną słońca, widzianego z ziemi, to jest oczywiście zawsze

$$\odot = L + 180^\circ$$

a więc długość słońca zmienia się tak samo, jak anomalja prawdziwa ziemi. Chcąc zatem zbadać, z jaką prędkością porusza się ziemia w swej drodze, wystarczy dokładnie poznać prędkość pozornego ruchu słońca na ekliptyce.

**40. Prędkość ruchu ziemi w jej drodze dokoła słońca.** Pomiedzy odległością ziemi od słońca a prędkością jej ruchu istnieje ścisły związek. Za prędkość ziemi w danym dniu możemy w przybliżeniu uważać zmianę długości słońca w ciągu doby średniej, którą oznaczmy przez  $s$ . Z obserwacji wynika przedewszystkiem, że podobnie jak  $\varrho$ , tak samo  $s$ , mają w apsydach wartości najmniejszą  $s_{min} = 57' 11''$  i największą  $s_{max} = 61' 9''$ ; dalej zaś okazuje się, że gdy w pewnych dwóch dniach prędkości ziemi mają wartości  $s_1$  i  $s_2$ , a odległości jej od słońca, wyznaczone z wielkości kątowych  $\varrho_1$  i  $\varrho_2$ , w tych samych dniach mają wartości  $d_1$  i  $d_2$ , to zachodzi proporcja następująca:

$$\frac{s_1}{s_2} = \frac{d_2^2}{d_1^2} = \left( \frac{\varrho_1}{\varrho_2} \right)^2$$

Wyraża ona, że prędkości kątowe ziemi znajdują się w stosunku odwrotnym do kwadratów odległości ziemi od słońca. Wynika stąd

$$s_1 \cdot d_1^2 = s_2 \cdot d_2^2$$

albo też ogólnie, że w każdej chwili  $s \cdot d^2$ , t. j. *iloczyn prędkości kątowej ziemi i kwadratu odległości ziemi od słońca, jest ilością stałą*.

Wyjaśnijmy nieco dokładniej znaczenie tego nader doniosłego wyniku. Niech będzie  $TT_1$  (ryc. 32) częścią drogi, przebytą przez ziemię w pewnym czasie. Jeżeli przyjęty odstęp czasu jest niewielki, to możemy w przybliżeniu łuk  $TT_1$  uważać za łuk koła. Niech będzie w tem założeniu  $\sphericalangle TST_1 = s$ , oraz  $ST = ST_1 = d$ . Długość łuku  $TT_1$ , uważanego za łuk koła, zakreślonego promieniem  $d$  przy kącie środkowym  $s$ , jest  $TT_1 = 2\pi \cdot d \cdot \frac{s}{360^\circ}$ , a pole wycinka  $TST_1$  ma wartość

$$\frac{1}{2} \cdot TT_1 \cdot ST = \frac{\pi}{360^\circ} \cdot s \cdot d^2$$

Z obserwacji wynika, jak to widzieliśmy, że przy równych odstępach czasu iloczyn  $s \cdot d^2$ , a więc i  $\frac{\pi}{360^\circ} \cdot s \cdot d^2$ , ma wartość stałą dla całej drogi. Znaczy to, że ziemia biegnie dokoła słońca w ten sposób, że jej *promień wodzący  $ST$  zakreśla w równych czasach zawsze jednakowej wielkości pola*, albo też, że pole, które zakreśla promień wodzący, wzrasta proporcjonalnie do czasu.

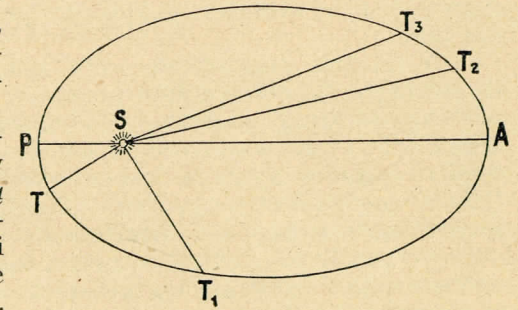
Nazwijmy pole, zakreślone przez promień wodzący w jednostce czasu, *prędkością wycinkową*, to powyższy wynik wyraża, że ruch ziemi w jej drodze odbywa się ze stałą prędkością wycinkową.

Przy takim ruchu prędkość kątowa ziemi, a więc też pozorna prędkość słońca, musi być zmienna. Na ryc. 32 pole wycinka  $SST_1$  równa się polu wycinka  $ST_2T_3$ ; ale ponieważ w pierwszym przypadku promień wodzący jest krótszy, aniżeli w drugim, więc aby pola były równe, musi kąt  $TST_1$  być większy, niż kąt  $T_2ST_3$ . Znając powyższe prawo, można dla każdego miejsca ziemi na jej drodze obliczyć prędkość kątową ruchu naokoło słońca.

Zadanie:

1. Obliczyć prędkość wycinkową rocznego ruchu ziemi na podstawie znanych wartości średniej odległości ziemi od słońca, mimośrodu drogi ziemskiej i czasu obiegu ziemi dokoła słońca.
2. Znając prędkość wycinkową rocznego ruchu ziemi, obliczyć prędkość liniową tego ruchu w przypadkach, gdy odległość ziemi od słońca przybiera wartość najmniejszą i największą.

**41. Długość pór roku. Rok gwiazdowy i anomalistyczny.** Ta zmienna prędkość kątowa ziemi pociąga za sobą przedewszystkiem, jak to widzieliśmy, zmienną długość prawdziwej doby słonecznej, a dalej niejednakową długość pór roku. Tę ostatnią sprawę wyjaśnia ryc. 31. Niech będą  $\checkmark$  i  $\underline{L}$  punkty równonocne, a  $L$  i  $Z$  sta-



Ryc. 32.

nowiska. Kierunki  $\sphericalangle \sqcup$  i  $LZ$  tworzą ze sobą kąty proste; kąt  $\sphericalangle SP$  jest, jak wiemy, długością punktu przysłonecznego i wynosi  $101^{\circ}45'$ .

Wiosna na półkuli północnej zaczyna się, gdy ziemia jest w  $T_1$ , t. j. gdy słońce  $S$ , widziane z ziemi, znajduje się w punkcie Barana  $\sphericalangle$ ; lato zaczyna się, gdy ziemia znajduje się w  $T_2$ , a słońce widziane jest w kierunku  $T_2L$ ; jesień zaczyna się, gdy ziemia znajduje się w  $T_3$ , a słońce widziane jest w punkcie Wagi  $\sqcup$ ; wreszcie, gdy ziemia jest w punkcie  $T_4$ , a słońce jest widziane w kierunku  $T_4Z$ , zaczyna się zima. Daty początków czterech pór roku są odpowiednio: 21 marca, 22 czerwca, 23 września i 22 grudnia.

Pola wycinków, zakreślonych przez promień wodzący ziemi w każdej z pór roku, nie są równe: największe pole ma wycinek  $T_2ST_3$ , zakreślony w lecie, najmniejsze — wycinek  $T_4ST_1$ , zakreślony w zimie; pola wycinków, zakreślonych w ciągu wiosny i jesieni mają wartość pośrednią. Ponieważ czasy, potrzebne na zakreślenie tych wycinków, są proporcjonalne do ich pól, więc najdłuższą porą roku jest na półkuli północnej lato, najkrótszą zima; jesień i wiosna mają długość pośrednią. Długość czterech pór roku jest następująca: wiosna trwa 92 dni 20 godzin, lato 93 dni 14 godzin, jesień 89 dni 19 godzin i zima 89 dni 1 godzina. Na półkuli południowej jest odwrotnie: najdłuższą porą roku jest zima, najkrótszą lato.

Względna długość pór roku zależy od długości punktu przysłonecznego. Gdyby np. linja równonocy  $\sphericalangle \sqcup$  była prostopadła do wielkiej osi drogi ziemskiej, to wiosna i lato trwałyby jednakowo długo, a również jesień i zima miałyby długość jednakową. Gdyby linja równonocy leżała w kierunku osi wielkiej, to jesień i lato byłyby równe i trwałyby znacznie dłużej, aniżeli wiosna i zima, których długość byłaby też jednakowa.

W istocie względna długość czterech pór roku ulega ciągłej zmianie, gdyż zmienia się kierunek osi wielkiej drogi ziemskiej w płaszczyźnie ekliptyki i, jak zobaczymy później, prócz tego także kierunek linii równonocy  $\sphericalangle \sqcup$ . Skutkiem tego kąt  $\sphericalangle SP$ , czyli długość punktu przysłonecznego ziemi, wzrasta rocznie o  $61.7''$ , co czyni  $1^{\circ}43'$  na sto lat. Pociąga to za sobą powolne zmiany stosunkowej długości pór roku, wskutek których po upływie mniej więcej 10.000 lat, zima będzie na półkuli północnej najdłuższą porą roku, a lato — najkrótszą. Nie ulega wątpliwości, że zmiany takie nie pozostają bez wpływu na stosunki klimatyczne, panujące na ziemi.

Punkt wiosenny cofa się, t. j. posiada ruch wsteczny na ekliptyce. Okres powrotu słońca do punktu wiosennego, jak widzieliśmy, nazywa się rokiem zwrotnikowym (ust. 26), a długość jego, podana poprzednio (ust. 26), jest tylko przybliżona. Z dokładnością do  $0.1^s$  wynosi ona 365 dni 5 godzin 48 minut 46.0 sekund. Z powodu cofania się punktu wiosennego słońce prędzej powraca do punktu wiosennego, aniżeli do tych samych gwiazd, które są nieruchome. Okres więc powrotu słońca do tych samych gwiazd, zwany *rokiem gwiazdowym*, jest nieco dłuższy od roku zwrotnikowego: długość jego wynosi 365 dni 6 godzin 9 minut 9.5 sekund.

Prócz roku zwrotnikowego i gwiazdowego wyróżniamy jeszcze okres czasu, w którym ziemia przebiega swą drogę, licząc od przejścia przez punkt przysłoneczny aż do powrotu do tegoż punktu.

Ponieważ punkt przysłoneczny posiada wśród gwiazd ruch w kierunku ruchu ziemi, więc ten okres czasu, zwany *rokiem anomalistycznym*, jest nieco dłuższy od roku gwiazdowego; wynosi on 365 dni 6 godzin 13 minut 53.0 sekund.

Jako początek roku zwrotnikowego astronomja na wniosek Bessla przyjmuje chwilę, gdy długość średniego słońca wynosi  $280^{\circ}$ . Różni się ten początek od początku roku kalendarzowego, ale jest stały dla całej kuli ziemskiej, podczas gdy rok kalendarzowy, ze względu na różnice czasów miejscowych, zaczyna się na każdym południku w innym momencie rzeczywistym. Ten południk, na którym początek roku kalendarzowego schodzi się z początkiem astronomicznym roku zwrotnikowego, nazywa się *południkiem normalnym*; południk ten, w każdym roku inny, może być obliczony na dowolną ilość lat zgóry.

Zadanie:

Jak długo trwają pory roku na południowej półkuli ziemi?

## ROZDZIAŁ V

### Ruch księżyca

**42. Miesiąc gwiazdowy i zwrotnikowy. Droga księżyca na niebie.** Ruch księżyca ma wszystkie te same cechy istotne, co ruch słońca. Obserwując przejścia księżyca przez południk, dostrzegamy, podobnie jak u słońca, opóźnianie się czasu górowania księżyca oraz zmiany wysokości górowania. Spóźnianie się księżyca wszakże jest znacznie większe i wynosi średnio 52 minut 42.5 sekund na dobę, tak że już średnio po upływie 27 dni 7 godzin 43 minut 11.5 sekund księżyc góruje znowu z temi samymi gwiazdami. Okres powrotu księżyca do tych samych gwiazd nazywa się *miesiącem gwiazdowym*.

Skutkiem wstecznego ruchu punktu wiosennego księżyc nieco wcześniej wraca do tej samej długości, aniżeli do tych samych gwiazd, mianowicie już po upływie 27 dni 7 godzin 43 minut 4.6 sekund. Okres ten nazywa się *miesiącem zwrotnikowym*.

Z obserwacji wysokości górowania wynika, że księżyc w powyższym okresie dwa razy przechodzi przez równik świata w punktach, o  $180^{\circ}$  od siebie odległych, i że, podobnie jak słońce, ma dwa stanowiska w punktach drogi diametralnie przeciwnych, z których jedno znajduje się na półkuli północnej, drugie na południowej. Stanowiska te są jednakowo odległe od równika; znaczy to, że księżyc zakreśla na niebie wielkie koło, nachylone do równika, a odległość stanowisk od równika jest miarą tego nachylenia.

Gdy dwa wielkie koła na sklepieniu niebieskim wzajemnie się przecinają, to punkty ich przecięcia nazywamy w ogólności *węzłami*. Tak np. punkty przecięcia się pozornej drogi księżyca z równikiem świata są węzłami tej drogi na równiku. Ten z dwu węzłów, w którym księżyc przechodzi z półkuli południowej na północną, nazywa się *węzłem wstępującym* i oznacza się znakiem  $\Omega$ , drugi węzeł, w którym księżyc przechodzi z północnej półkuli na połu-

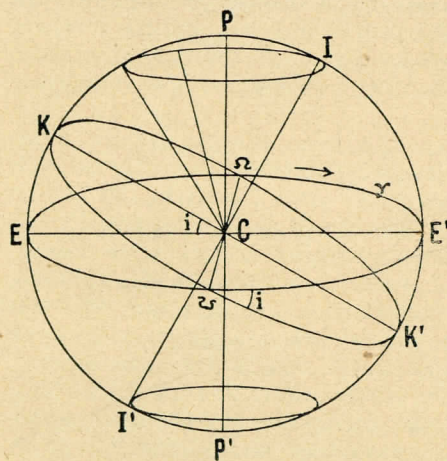
dniową, nazywa się *węzłem zstępującym* i oznacza się znakiem  $\Omega$ . Średnica, łącząca węzły, nazywa się *linją węzłów*.

Gdy w ciągu dłuższego czasu będziemy obserwowali nachylenie oraz położenie drogi księżycy na równiku, to okaże się, że nachylenie i położenie węzłów ulega zmianom. Obie te zmiany znajdują się w ścisłym związku ze sobą i są okresowe. Mianowicie dwa razy w okresie, wynoszącym około 19 lat, węzły przypadają w punktach równonocnych. Ale nachylenie drogi księżycy w obu tych razach jest inne: raz jest najmniejsze i wynosi  $18^{\circ}19'$ , drugi raz jest największe i wynosi  $28^{\circ}36'$ . W tym czasie linja węzłów wykonywa względem linii równonocy wahanie w jedną i drugą stronę o kąt  $13^{\circ}2'$ , przyczem największym odchyleniem odpowiada nachylenie drogi  $22^{\circ}55'$ .

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Zaobserwować długość czasu, jaki upływa między dwoma kolejnymi przejściami księżycy przez południk, postępując podobnie, jak w ćwiczeniu 2 ust. 8.
2. O ile przeciętnie spóźnia się wschód księżycy w pewnym dniu w porównaniu z dniem poprzednim?
3. Czy księżyc wschodzi codziennie? Jeśli nie, to dlaczego?
4. Zaobserwować przesuwanie się księżycy w stosunku do gwiazd w ciągu kilku wieczorów i wykreślić drogę księżycy wśród gwiazd na mapie nieba.
5. Zaobserwować w ciągu kilku wieczorów, w których punktach horyzontu wschodzi względnie zachodzi księżyc. W jaki sposób wyjaśnić zmiany w położeniach punktów wschodu względnie zachodu? Jak zachowuje się słońce pod tym względem, a jak gwiazdy?

**43. Cofanie się węzłów drogi księżycy. Miesiąc smoczy.** Zmiany nachylenia i położenia węzłów drogi księżycy wyjaśniają się w sposób prosty, gdy odniesiemy drogę księżycy nie do równika,



Ryc. 33.

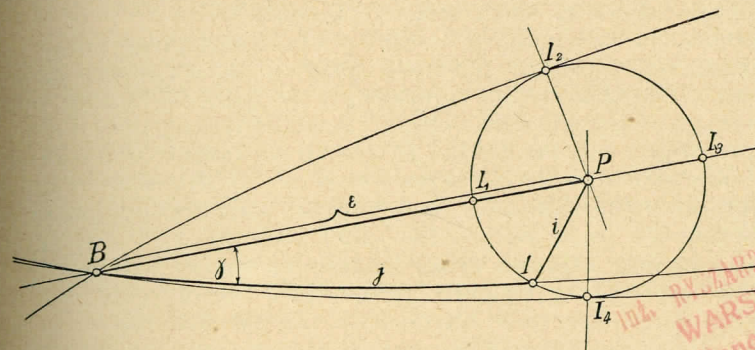
Niechaj koło  $KK'$  (ryc. 33), wyobrażające drogę księżycy, będzie nachylone do ekliptyki  $EE'$  pod kątem  $i = \sphericalangle KCE = \sphericalangle KE$ , a łuk  $\sphericalangle \Omega$  niech będzie długością węzła wstępującego na ekliptyce. Niechaj dalej punkty  $P$  i  $P'$  będą biegunami ekliptyki, a punkty  $I$  i  $I'$  biegunami drogi księżycy, to również  $\sphericalangle PI = \sphericalangle P'I' = i$ .

lecz do ekliptyki. Okazuje się, że droga księżycy  $KK'$  (ryc. 33) jest nachylona do ekliptyki  $EE'$  pod kątem  $5^{\circ}8'5''$ , węzły zaś tej drogi na ekliptyce przesuwają się w kierunku wstecznym z prędkością stałą  $3'10.6''$  dziennie, albo  $1^{\circ}27'$  w miesiącu zwrotnikowym; obiegają więc one całą ekliptykę w okresie 18 lat 224 dni, albo dokładniej 6798.35 dni. Ten ruch węzłów musi powodować wyżej opisane zmiany nachylenia płaszczyzny drogi księżycy względem płaszczyzny równika oraz wahania linii węzłów na równiku względem linii równonocy w okresie obiegu węzłów na ekliptyce.

Oś  $II'$  pozostaje zawsze prostopadła do płaszczyzny drogi księżycy oraz do linii węzłów  $\Omega\Omega'$ . Gdy ta ostatnia obraca się dokoła środka  $C$  w kierunku strzałki, również i oś  $II'$  obraca się dokoła osi  $PP'$ , zakreślając powierzchnię stożkową, a bieguny drogi księżycy  $I$  i  $I'$  zakreślają dokoła biegunów ekliptyki  $P$  i  $P'$  koła o promieniu, równym łukowi  $i$ , w tym samym kierunku, t. j. w kierunku wstecznym.

Na rycinie 34 niechaj  $P$  oznacza biegun ekliptyki, a  $I_1 I_2 I_3 I_4$  koło, zakreślone dokoła bieguna  $P$  przez biegun drogi księżycy  $I$ . Przyjmujemy płaszczyznę tego koła za płaszczyznę rzutową: niech będą punkty  $P$  i  $B$  rzutami biegunów świata i ekliptyki na tę płaszczyznę,  $BP$  rzutem części kolura stanowisk, a  $I$  biegunem drogi księżycy w pewnej chwili. Jest zatem  $BP = \varepsilon$ ,  $PI = i$ , a łuk  $BI = j$  jest równy kątowi nachylenia płaszczyzny drogi księżycy do płaszczyzny równika.

Koło  $BP$  przechodzi przez stanowiska słońca, koło  $BI$  przez stanowiska księżycy; a że stanowiska słońca są odległe o  $90^{\circ}$  od punktów równonocnych, stanowiska zaś księżycy są o  $90^{\circ}$  odległe od węzłów drogi księżycy na równiku, więc kąt  $PBI = \gamma$  jest równy kątowi, zawartemu między linją równonocy, a linją węzłów drogi



Ryc. 34.

księżycy na równiku. Gdy biegun  $I$  zakreśla dokoła  $P$  koło, zmienia się wielkość łuku  $BI = j$ , gdy  $I$  znajduje się w  $I_1$  lub w  $I_3$ ,  $\gamma = 0$ , a więc też linja równonocy schodzi się z linją węzłów księżycy na równiku, kąty  $j$  w tych dwóch położeniach bieguna  $I$  mają wartości następujące:

$$j_1 = BI_1 = PB - PI_1 = \varepsilon - i = 18^{\circ}19'$$

$$j_3 = BI_3 = PB + PI_3 = \varepsilon + i = 28^{\circ}36'$$

Kąt  $\gamma$  ma największą wartość wtedy, gdy  $I$  znajduje się w punktach  $I_2$  lub  $I_4$  w których koła godzinne są styczne do koła  $II_1 I_2 \dots I_4$ . Z rachunku wynika, że  $\gamma_2 = \gamma_4 = \sphericalangle PBI_2 = \sphericalangle PBI_4 = 13^{\circ}2'$ , a  $j_2 = \sphericalangle BI_2 = j_4 = \sphericalangle BI_4 = 22^{\circ}55'$ ; liczby te są w zupełnej zgodzie z obserwacją. Należy tu jeszcze dodać, że podana wyżej wartość kąta  $i$  jest tylko jego wartością średnią, a wartość prawdziwa zmienia się w granicach od  $4^{\circ}59'$  do  $5^{\circ}18'$ .

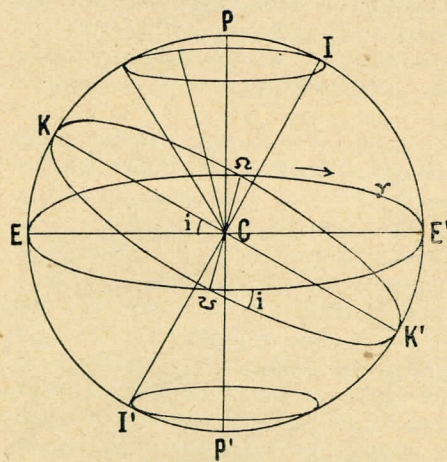
dniową, nazywa się *węzłem zstępującym* i oznacza się znakiem  $\Omega$ . Średnica, łącząca węzły, nazywa się *linją węzłów*.

Gdy w ciągu dłuższego czasu będziemy obserwowali nachylenie oraz położenie drogi księżycyca na równiku, to okaże się, że nachylenie i położenie węzłów ulega zmianom. Obie te zmiany znajdują się w ścisłym związku ze sobą i są okresowe. Mianowicie dwa razy w okresie, wynoszącym około 19 lat, węzły przypadają w punktach równonocnych. Ale nachylenie drogi księżycyca w obu tych razach jest inne: raz jest najmniejsze i wynosi  $18^{\circ}19'$ , drugi raz jest największe i wynosi  $28^{\circ}36'$ . W tym czasie linja węzłów wykonywa względem linii równonocy wahanie w jedną i drugą stronę o kąt  $13^{\circ}2'$ , przyczem największym odchyleniom odpowiada nachylenie drogi  $22^{\circ}55'$ .

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Zaobserwować długość czasu, jaki upływa między dwoma kolejnymi przejściami księżycyca przez południk, postępując podobnie, jak w ćwiczeniu 2 ust. 8.
2. O ile przeciętnie spóźnia się wschód księżycyca w pewnym dniu w porównaniu z dniem poprzednim?
3. Czy księżycyca wschodzi codziennie? Jeśli nie, to dlaczego?
4. Zaobserwować przesuwanie się księżycyca w stosunku do gwiazd w ciągu kilku wieczorów i wykreślić drogę księżycyca wśród gwiazd na mapie nieba.
5. Zaobserwować w ciągu kilku wieczorów, w których punktach horyzontu wschodzi względnie zachodzi księżycyca. W jaki sposób wyjaśnić zmiany w położeniach punktów wschodu względnie zachodu? Jak zachowuje się słońce pod tym względem, a jak gwiazdy?

**43. Cofanie się węzłów drogi księżycyca. Miesiąc smoczy.** Zmiany nachylenia i położenia węzłów drogi księżycyca wyjaśniają się w sposób prosty, gdy odniesiemy drogę księżycyca nie do równika,



Ryc. 33.

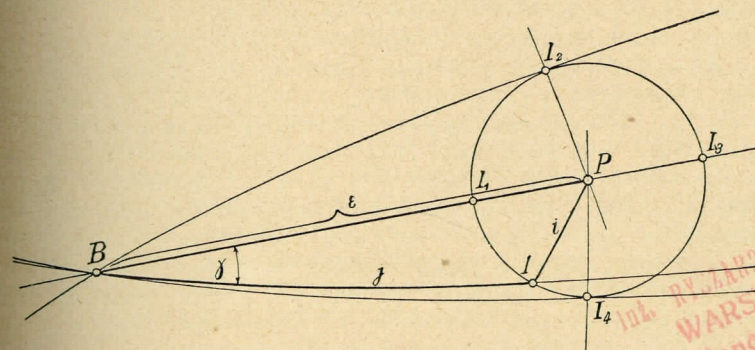
Niechaj koło  $KK'$  (ryc. 33), wyobrażające drogę księżycyca, będzie nachylone do ekliptyki  $EE'$  pod kątem  $i = \sphericalangle KCE = \sphericalangle KE$ , a łuk  $\sphericalangle \Omega$  niech będzie długością węzła wstępującego na ekliptyce. Niechaj dalej punkty  $P$  i  $P'$  będą biegunami ekliptyki, a punkty  $I$  i  $I'$  biegunami drogi księżycyca, to również  $\sphericalangle PI = \sphericalangle P'I' = i$ .

lecz do ekliptyki. Okazuje się, że droga księżycyca  $KK'$  (ryc. 33) jest nachylona do ekliptyki  $EE'$  pod kątem  $5^{\circ}8'5''$ , węzły zaś tej drogi na ekliptyce przesuwają się w kierunku wstecznym z prędkością stałą  $3'10.6''$  dziennie, albo  $1^{\circ}27'$  w miesiącu zwrotnikowym; obiegają więc one całą ekliptykę w okresie 18 lat 224 dni, albo dokładniej 6798.35 dni. Ten ruch węzłów musi powodować wyżej opisane zmiany nachylenia płaszczyzny drogi księżycyca względem płaszczyzny równika oraz wahania linii węzłów na równiku względem linii równonocy w okresie obiegu węzłów na ekliptyce.

Oś  $II'$  pozostaje zawsze prostopadła do płaszczyzny drogi księżycyca oraz do linii węzłów  $\Omega\Omega'$ . Gdy ta ostatnia obraca się dokoła środka  $C$  w kierunku strzałki, również i oś  $II'$  obraca się dokoła osi  $PP'$ , zakreślając powierzchnię stożkową, a bieguny drogi księżycyca  $I$  i  $I'$  zakreślają dokoła biegunów ekliptyki  $P$  i  $P'$  koła o promieniu, równym łukowi  $i$ , w tym samym kierunku, t. j. w kierunku wstecznym.

Na rycinie 34 niechaj  $P$  oznacza biegun ekliptyki, a  $I_1 I_2 I_3 I_4$  koło, zakreślone dokoła bieguna  $P$  przez biegun drogi księżycyca  $I$ . Przyjmujemy płaszczyznę tego koła za płaszczyznę rzutową: niech będą punkty  $P$  i  $B$  rzutami biegunów świata i ekliptyki na tę płaszczyznę,  $BP$  rzutem części kolura stanowisk, a  $I$  biegunem drogi księżycyca w pewnej chwili. Jest zatem  $BP = \varepsilon$ ,  $PI = i$ , a łuk  $BI = j$  jest równy kątowi nachylenia płaszczyzny drogi księżycyca do płaszczyzny równika.

Koło  $BP$  przechodzi przez stanowiska słońca, koło  $BI$  przez stanowiska księżycyca; a że stanowiska słońca są odległe o  $90^{\circ}$  od punktów równonocnych, stanowiska zaś księżycyca są o  $90^{\circ}$  odległe od węzłów drogi księżycyca na równiku, więc kąt  $PBI = \gamma$  jest równy kątowi, zawartemu między linją równonocy, a linją węzłów drogi



Ryc. 34.

księżycyca na równiku. Gdy biegun  $I$  zakreśla dokoła  $P$  koło, zmienia się wielkość łuku  $BI = j$ , gdy  $I$  znajduje się w  $I_1$  lub w  $I_3$ ,  $\gamma = 0$ , a więc też linja równonocy schodzi się z linją węzłów księżycyca na równiku, kąty  $j$  w tych dwóch położeniach bieguna  $I$  mają wartości następujące:

$$j_1 = BI_1 = PB - PI_1 = \varepsilon - i = 18^{\circ}19'$$

$$j_3 = BI_3 = PB + PI_3 = \varepsilon + i = 28^{\circ}36'$$

Kąt  $\gamma$  ma największą wartość wtedy, gdy  $I$  znajduje się w punktach  $I_2$  lub  $I_4$  w których koła godzinne są styczne do koła  $II_1 I_2 \dots I_4$ . Z rachunku wynika, że  $\gamma_2 = \gamma_4 = \sphericalangle PBI_2 = \sphericalangle PBI_4 = 13^{\circ}2'$ , a  $j_2 = \sphericalangle BI_2 = j_4 = \sphericalangle BI_4 = 22^{\circ}55'$ ; liczby te są w zupełnej zgodzie z obserwacją. Należy tu jeszcze dodać, że podana wyżej wartość kąta  $i$  jest tylko jego wartością średnią, a wartość prawdziwa zmienia się w granicach od  $4^{\circ}59'$  do  $5^{\circ}18'$ .

Skutkiem cofania się węzłów księżycyca o  $1^{\circ} 27'$  miesięcznie księżyc powraca do tego samego węzła w czasie krótszym, aniżeli do tej samej długości, mianowicie już po upływie 27 dni 5 godzin 5 minut 35·8 sekund. Okres ten nazywa się *miesiącem smoczym*.

**44. Kształt drogi księżycyca. Kierunek wielkiej osi. Miesiąc anomalistyczny.** Księżyc, podobnie jak słońce, ma ruch niejednostajny na swej drodze. Wyróżniają się dwa punkty tej drogi, diametralnie przeciwległe, w których prędkość jest największa i najmniejsza, t. j. *apsydy księżycyca*. Kształt drogi księżycyca można badać, podobnie jak kształt drogi ziemskiej, na podstawie zmian wielkości kątowej tarczy księżycyca. Z takich badań wypływa: 1) że droga księżycyca jest elipsą, w której jednym ognisku znajduje się ziemia; 2) że księżyc porusza się w swej drodze ze stałą prędkością wycinkową.

Mimośród drogi księżycyca, wyznaczony podobnie jak mimośród drogi ziemskiej, wynosi 0·0549. Apsydy określają kierunek punktu przyziemnego, czyli *perigeum*, i punktu odziemnego, czyli *apogeum*, oraz kierunek wielkiej osi drogi księżycyca. Kierunek ten ulega zmianie, podobnie jak kierunek wielkiej osi drogi ziemskiej, ale znacznie szybciej. Zmiana tego kierunku wyraża się w ruchu punktu przyziemnego, którego długość wzrasta o  $6' 41''$  dziennie; łatwo stąd obliczyć, że w ciągu 8 lat 310 dni, czyli 3232 dni, droga księżycyca wykonywa całkowity obrót w swej płaszczyźnie.

Okres czasu, w którym księżyc po przejściu przez punkt przyziemny znowu do niego powraca, nazywa się *miesiącem anomalistycznym*. Ponieważ punkt przyziemny porusza się w tym samym kierunku, co księżyc, więc miesiąc anomalistyczny jest dłuższy od zwrotnikowego: ma on 27 dni 13 godzin 18 minut 33·1 sekund.

Jak widzimy, ruchy księżycyca są w swym charakterze zupełnie podobne do ruchów słońca, i mogłyby się nasunąć przypuszczenie, że podobnie jak ruch słońca, tak samo ruch księżycyca jest paralaktyczny, a ziemia zakreśla drogę eliptyczną dokoła księżycyca. W takim razie jednakże musiałaby ziemia biec jednocześnie po dwóch różnych drogach, co jest niemożliwe. Że zaś istnieją na to ścisłe dowody, iż ziemia porusza się dokoła słońca, więc nie biegnie ona dokoła księżycyca, lecz księżyc w rzeczywistości obiega ziemię.

**45. Odmiany księżycyca. Miesiąc synodyczny.** Księżyc widzimy w rozmaitych postaciach, t. j. w ogólności nie jako okrągłą, jasną tarczę, ale tylko jako część tej tarczy. Te zmienne postacie księżycyca oznaczamy jako jego *odmiany* lub *fazy*.

Od najdawniejszych czasów było wiadomo, że fazy księżycyca znajdują się w ścisłym związku z odległością kątową księżycyca od słońca czyli z jego *elongacją*. W ogólności powiadamy, że dwa ciała niebieskie znajdują się w *złączeniu* czyli *konjunkcji*, gdy mają jednakową długość, znajdują się w *kwadraturach*, gdy różnica ich długości wynosi  $\pm 90^{\circ}$ , wreszcie znajdują się w *przeciwstawieniu* czyli *opozycji*, gdy różnica długości wynosi  $180^{\circ}$ . Co do odmian księżycyca obserwacja stwierdza, że gdy księżyc jest w złączeniu ze słońcem, księżycyca wcale nie widać; faza ta nazywa się *nowiem*. Po nowiu księżyc, mający pozorny ruch na sklepieniu nieba szybszy od ruchu słońca, wyprzedza je i zachodzi nieco później od słońca; wtedy jest widoczny, jako wąski sierp, wypukłością zwrócony ku słońcu, przypominający kształtem odwróconą literę C (☾). W miarę, jak

elongacja księżycyca rośnie, rozszerza się sierp, a gdy księżyc znajduje się w kwadraturze ze słońcem, ma on postać półkola, leżącego na prawo od średnicy pionowej; faza ta nazywa się *pierwszą kwadrą*. Księżyc zachodzi wtedy znacznie później od słońca, średnio o 6 godzin. Przy dalszym wzroście elongacji rośnie też oświetlona część tarczy księżycyca, a gdy księżyc i słońce są w opozycji, księżyc ma postać pełnej okrągłej tarczy; faza ta nazywa się *pełnią*. Księżyc wschodzi wtedy w przybliżeniu w czasie zachodu słońca i zachodzi o wschodzie słońca, jest więc widzialny przez całą noc. Od tej chwili elongacja księżycyca maleje od strony zachodniej, a równocześnie zaczyna ubywać księżycyca po stronie prawej. Gdy elongacja zachodnia księżycyca spadnie do  $90^{\circ}$ , księżyc ma znów postać półkola, ale leżącego na wschód (na lewo) od średnicy pionowej; faza ta nazywa się *ostatnią kwadrą*. W czasie ostatniej kwadry wschodzi księżyc średnio w 6 godzin po zachodzie słońca i tyleż czasu po wschodzie słońca zachodzi. Przy dalszym zbliżaniu się księżycyca do słońca widać go w postaci coraz bardziej zwężającego się sierpa, mającego kształt litery C (☾). Wschodzi on coraz później przed wschodem słońca, a zachodzi coraz później we dnie i bywa w tym czasie widziany na jasnym niebie na zachód od słońca.

Związek między fazą księżycyca a jego elongacją jest w krótkości taki, że wraz z elongacją rośnie faza, a jasna część tarczy księżycyca przypada zawsze po tej stronie, po której słońce jest bliżej. Linja, łącząca rogi sierpa księżycyca, czyli t. zw. *linja rogów*, jest zawsze prostopadła do łuku, łączącego słońce i księżyc.

Okres czasu, w którym dwa ciała wracają do tego samego względnego położenia, więc np. okres między dwoma kolejnymi złączeniami tych ciał, nazywa się ich *obiegami synodycznym*. W przypadku, gdy temi ciałami są słońce i księżyc, obieg synodyczny nazywa się *miesiącem synodycznym*. Średnią wartość obiegu synodycznego dwóch ciał można łatwo obliczyć, gdy są znane ich *obiegi gwiazdowe*, t. j. okresy, w których powracają do tych samych gwiazd.

Oznaczmy obiegi gwiazdowe odpowiednio przez  $T_1$  i  $T_2$ ; gdy  $T_1$  i  $T_2$  są wyrażone w dniach średnich, to  $\frac{360^{\circ}}{T_1} = n_1$  oraz  $\frac{360^{\circ}}{T_2} = n_2$  oznaczają łuki, zakreślane w ciągu doby średniej, czyli t. zw. *średni ruch dzienny*. Jeżeli  $T_2 > T_1$ , a więc  $n_2 < n_1$ , to pierwsze z tych ciał wyprzedza drugie dziennie o  $\nu = n_1 - n_2$ . Obiegiem synodycznym jest okres  $T_s$ , w którym pierwsze ciało wyprzedza drugie o całość  $360^{\circ}$ ; jest więc

$$T_s = \frac{360^{\circ}}{\nu} = \frac{360^{\circ}}{n_1 - n_2} = \frac{360^{\circ}}{\frac{360^{\circ}}{T_1} - \frac{360^{\circ}}{T_2}} = \frac{T_1 \cdot T_2}{T_2 - T_1} \quad (19)$$

Jest to wzór ogólny, który możemy też zastosować do przypadku księżycyca i słońca. Gdy przez  $T_1$  będziemy rozumieć miesiąc gwiazdowy  $M_g$ , a przez  $T_2$  rok gwiazdowy  $R_g$ , to wartość miesiąca synodycznego  $M_s$  wypływa ze wzoru

$$M_s = \frac{M_g \cdot R_g}{R_g - M_g}$$

Podstawiając tu podane poprzednio wartości dla  $R_g$  i  $M_g$  i obliczając  $M_s$ , otrzymuje się

$$M_s = 29 \text{ dni } 12 \text{ godzin } 44 \text{ minut } 2,7 \text{ sekund}$$

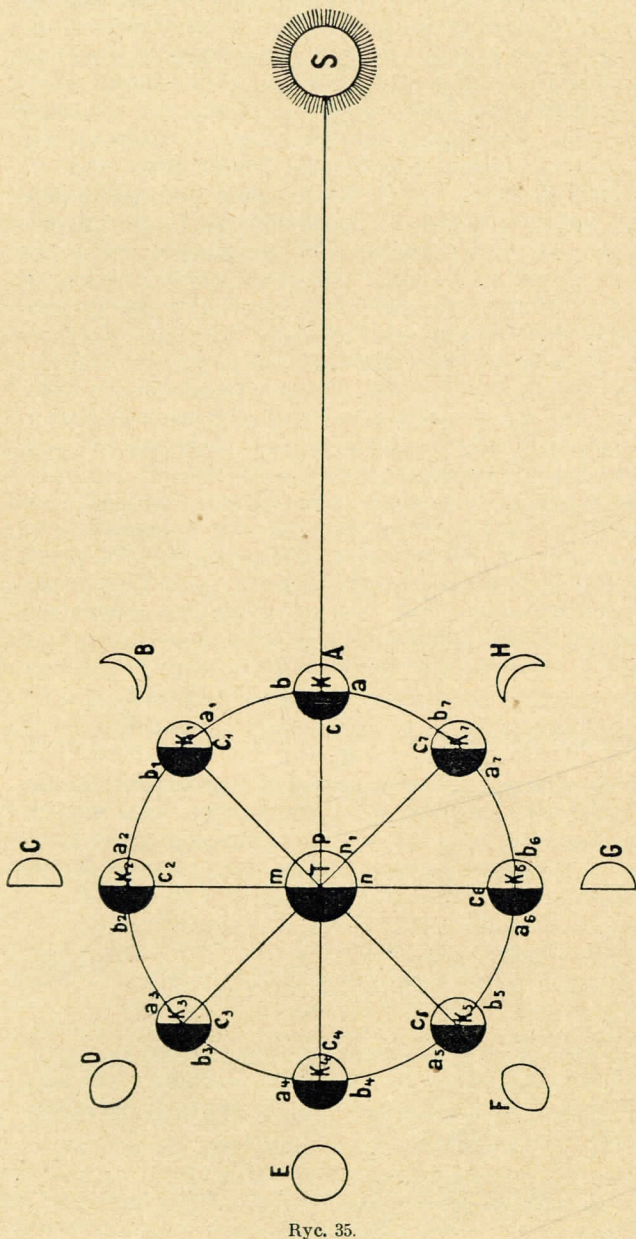
Zadania:

1. Ile wynosiłby obieg synodyczny księżycy ziemi, którego obieg gwiazdowy trwałby 60 dni? Ile średnio wynosiłby wtedy okres czasu między dwoma kolejnymi przejściami księżycy przez południk?

2. Czy można widzieć gwiazdy na linii rogów księżycy?

**46. Wyjaśnienie odmian księżycy.** Fazy księżycy objaśniają się z łatwością w ten sposób, że księżyc jest kulą ciemną, podobnie jak ziemia, otrzymującą światło od słońca. Ponieważ odległość księżycy od ziemi jest mała w porównaniu z odległością ziemi od słońca, więc można uważać promienie, idące od słońca do księżycy, za równoległe do kierunku, w którym widzimy słońce. Dla łatwiejszego przedstawienia rzeczy można też przyjąć, że księżyc porusza się w płaszczyźnie ekliptyki, jak i ziemia, w istocie bowiem kąt nachylenia drogi księżycy, wynoszący około  $5^\circ$  (ustęp 43), na przebieg zjawiska faz wpływa tylko nieznacznie.

Przyjmując wspomniane upraszczające założenia, z łatwością wyjaśnimy zjawisko



Ryc. 35.

faz księżycy z pomocą ryciny 35. Niechaj będzie ziemia w punkcie  $T$ , a słońce w kierunku  $TS$ . Kąt pomiędzy kierunkiem ku księżycowi  $TK_i$  ( $i = 1, 2, \dots, 7$ ), a kierunkiem  $TS$  jest różnicą długości księżycy i słońca; więc np. w położeniu księżycy  $K_1$  różnicę długości przedstawia kąt  $K_1TS$ . We wszystkich położeniach księżycy promienie słońca padają na księżyc równoległe do kierunku  $TS$ . Oświetlona jest oczywiście zawsze tylko jedna półkula księżycy, zwrócona ku słońcu, i ta tylko może być widziana.

Gdy księżyc znajduje się w złączeniu ze słońcem, t. j. w  $K$ , jest zwrócona ku ziemi ciemna półkula  $abc$ , a więc księżyc jest niewidzialny; jest wtedy nów. W położeniu  $K_1$  jest zwrócona ku ziemi półkula  $a_1b_1c_1$ , której część  $a_1K_1c_1$  jest oświetlona i przedstawia się w postaci sierpa  $B$ . W położeniu  $K_2$ , t. j. w kwadraturze, jest zwrócona ku ziemi półkula  $a_2b_2c_2$ , której widzialna z ziemi połowa  $a_2K_2c_2$  przedstawia się w postaci półkola  $C$ ; jest to pierwsza kwadra. W położeniu  $K_3$  jest zwrócona ku ziemi półkula  $a_3b_3c_3$ , której większa część  $a_3K_3c_3$  jest oświetlona i widzialna jest w postaci, oznaczonej literą  $D$ . W położeniu  $K_4$ , t. j. w opozycji, cała oświetlona półkula jest zwrócona ku ziemi i widzialna jest w postaci, pełnego koła  $E$ ; wtedy jest pełnia. Biorąc kolejno pod uwagę następane położenia księżycy, dojdziemy do wniosku, że musi się on przedstawiać kolejno w postaciach  $F, G, H$ .

Zależność fazy od elongacji wyprowadza się z łatwością; podajemy tu tylko gotowy wzór na szerokość oświetlonej części tarczy w stosunku do średnicy tarczy  $2\varrho$ . Oznaczmy fazę przez  $F$ , a elongację przez  $E$ , to

$$F = 2\varrho \cdot \sin^2 \frac{E}{2}$$

Zadanie:

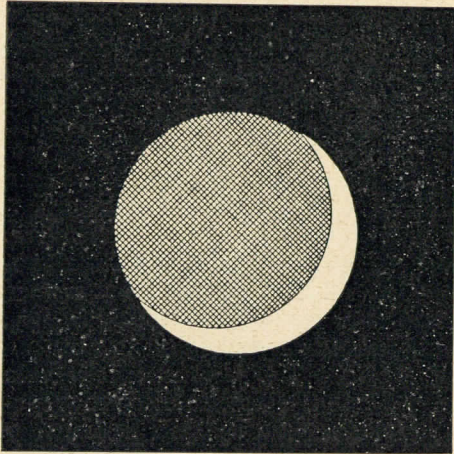
Obliczyć wielkości faz  $F$  księżycy dla następujących wartości elongacji księżycy od słońca  $E = 10^\circ, 60^\circ, 90^\circ, 120^\circ, 180^\circ, 270^\circ$  i  $360^\circ$ , przyjmując średnicę  $2\varrho = 1$ , t. j. wyrażając  $F$  jako ułamek średnicy księżycy.

**47. Światło popielate. Irradiacja.** Podobnie jak księżyc odbija światło słoneczne ku ziemi, oświetlając nam noc, tak samo ziemia odbija światło słoneczne ku księżycowi, oświetlając tę jego część, do której bezpośrednio światło słoneczne nie dochodzi. Elongacja ziemi od słońca, widziana z powierzchni księżycy, wynosi zawsze  $180^\circ - E$ ; wzór więc na szerokość oświetlonej części tarczy ziemi, widzianej z księżycy pod kątem  $\varrho_z$ , jest

$$F_z = 2\varrho_z \cdot \cos^2 \frac{E}{2}$$

Widzimy z niego, że gdy na ziemi obserwujemy pełnię księżycy, na księżycu jest nów ziemi; odwrotnie, gdy na ziemi jest nów księżycy ( $E = 0$ ), na księżycu jest pełnia ziemi. W położeniu, przedstawionem na rycinie 35, jest oświetlona półkula ziemi  $mpn$ , która przy położeniu księżycy  $K$  całkowicie jest zwrócona ku księżycowi, oświetlając jego półkulę  $abc$ , na której wtedy jest noc. Ponieważ dla obserwatora ziemskiego księżyc znajduje się wtedy nad poziomem razem ze słońcem, więc stosunkowo nieznaczne oświetlenie

księżycą przez promienie, odbite od ziemi, pozostaje niedostrzegalne. W fazie księżycy *B* dochodzi do księżycy światło od części  $mpn_1$  oświetlonej półkuli ziemskiej; a że księżyc jest wtedy widziany po zachodzie słońca, więc dostrzegamy prócz sierpa *B* także pozostałą część księżycy, znacznie słabiej oświetloną światłem ziemskim. Oświetlenie to nosi nazwę *światła popielatego*.

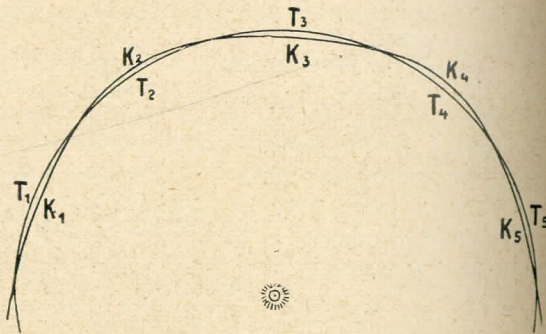


Ryc. 36.

do większej kuli. Jest to złudzenie, wywołane zjawiskiem *irradjacji*; polega ono na tem, że przedmioty ciemne na jasnym tle wydają się mniejsze, aniżeli tej samej wielkości jasne na ciemnym tle. To właśnie złudzenie ilustruje ryc. 36.

**48. Droga księżycy dokoła słońca.** Z ruchów księżycy wynika, jak widzieliśmy, że zakreśla on dokoła ziemi elipsę, w której jednym ognisku znajduje się ziemia. Ale wiemy, że ziemia też jest w ruchu, a więc droga księżycy eliptyczna nie jest jego drogą rzeczywistą w przestrzeni, lecz tylko jego drogą względną w stosunku do ziemi. Wydaje się ona elipsą dlatego tylko, że w ruchu ziemi dokoła słońca księżyc bierze udział.

Inaczej przedstawiałby się ruch księżycy dla obserwatora, znajdującego się na słońcu. Łatwo tę drogę wykreślić, znając prędkość ziemi dokoła słońca, prędkość księżycy dokoła ziemi, oraz stosunek odległości księżycy od ziemi do odległości słońca od ziemi; jest to krzywa, która z drogą ziemi przecina się dwa razy w ciągu miesiąca, przebiegając przez pół miesiąca dalej od słońca, aniżeli droga ziemi, a przez pół miesiąca bliżej, jednakowoż nigdy nie zwracając ku słońcu wypukłej strony. Pewne wyobrażenie o kształcie rzeczywistej drogi księżycy daje



Ryc. 37.

krzywa  $K_1 K_2 K_3 K_4 K_5$  na ryc. 37; krzywa  $T_1 T_2 T_3 \dots$  jest częścią drogi ziemskiej. W położeniach ziemi  $T_1, T_3, T_5$ , a księżycy  $K_1, K_3, K_5$  jest nów; w położeniach zaś ziemi  $T_2, T_4 \dots$ , a księżycy  $K_2, K_4 \dots$  jest pełnia.

Odchylenia drogi księżycy od drogi ziemskiej na rycinie 37 są przesadnie wielkie; gdyby one miały odpowiadać stosunkom rzeczywistym, nie powinnyby przekraczać na tej rycinie 0,2 mm.

## ROZDZIAŁ VI

## Ruch planet

**49. Cechy ogólne ruchu planet. Planety dolne i górne.** Słońce i księżyc były w starożytności zaliczane do planet, t. j. do ciał niebieskich, mających ruch własny pośród gwiazd. Dziś, gdy słońcu i księżycowi nauka wyznaczyła inne stanowisko pośród ciał niebieskich, grono planet stanowi, prócz ziemi, 8 planet wielkich, *Merkury, Wenus, Mars, Jowisz, Saturn, Uran, Neptun* i *Pluton*, a nadto wielka liczba (powyżej tysiąca) drobnych planet, dostrzegalnych tylko za pomocą lunet, a zwanych *planetoidami*.

Biorąc pod uwagę ruchy planet na sklepieniu niebieskiem, dostrzegamy dwie, wyraźnie różniące się kategorie. Do pierwszej kategorii należą tylko 2 planety, *Merkury* i *Wenus*, do drugiej zaś wszystkie inne planety i planetoidy. Pierwsze dwie nazywają się *planetami dolnymi*, pozostałe *górnymi*.

Wszystkie planety wogóle wykazują w ruchach swoich pewne cechy wspólne. Jedną z tych cech stanowi ruch zmienny tak co do prędkości, jak i co do kierunku. Zmiany te powtarzają się periodycznie. W odnośnym okresie zmian przeważa ruch prosty; w pewnej części okresu jednakże ruch jest wsteczny, przyczem oczywiście w momencie zmiany kierunku ruchu planeta musi się na firmamencie zatrzymać. Chwile, w których planeta się zatrzymuje, nazywają się *stanowiskami*. W ciągu jednego okresu zmian zachodzą dwa takie stanowiska; raz bowiem zmienia się ruch prosty na wsteczny, a potem odwrotnie ruch wsteczny na prosty.

Drugą wspólną cechą ruchów planet jest fakt, że planety w powyższym okresie zmian dwukrotnie przechodzą przez ekliptykę, raz z południowej półkuli na północną i drugi raz z powrotem z północnej na południową, ale nigdy nie oddalają się od niej bardzo, przyczem planety wielkie zawsze pozostają w granicach pasa zwieryńcowego.

Co do różnic, jakie ujawniają się w ruchach planet dwóch wyżej wymienionych grup, to celem ich poznania wystarczy zbadać dokładniej ruchy jednej planety z każdej grupy, różnice bowiem pomiędzy planetami tej samej grupy są tylko ilościowe.

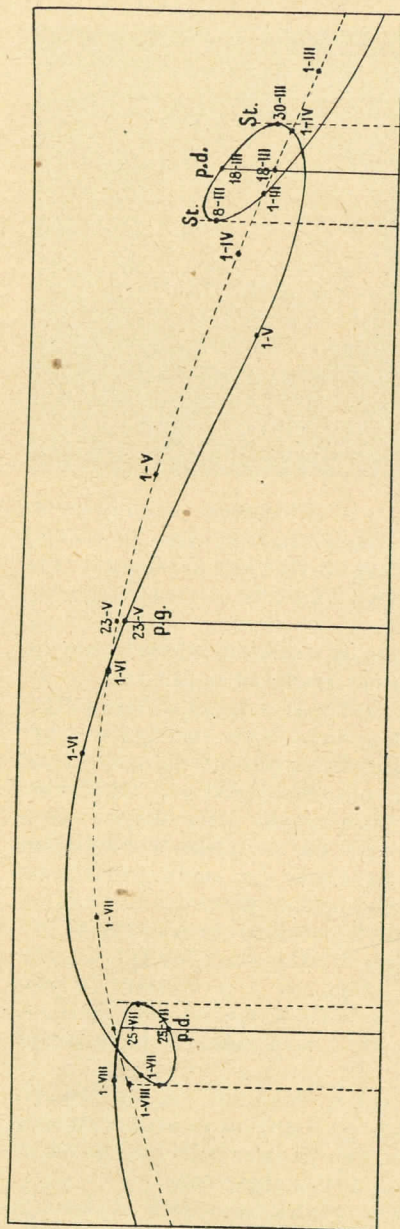
**50. Planety dolne.** Planety dolne w ruchach swoich wykazują wyraźny związek ze słońcem, od którego nigdy bardzo się nie oddalają. Gdy wszakże prędkość ruchu słońca pośród gwiazd zmienia się tylko nieznacznie, i to zawsze w kierunku prostym, prędkość planet dolnych zmienia się w granicach dość znacznych tak, iż przez pewien czas biegną one prędzej od słońca, kiedy indziej znowu wol-

niej, a w pewnych chwilach zatrzymują się zupełnie i zmieniają kierunek ruchu z kierunku prostego na kierunek wsteczny. Skutkiem tych zmian prędkości i kierunku ruchu planety dolne znajdują się raz na wschód od słońca, to znów na zachód od niego, czyli mają elongacje wschodnie, względnie zachodnie.

Najbardziej charakterystyczną cechą ruchu planet dolnych jest ta, że elongacje ich tak wschodnie, jak i zachodnie, zawarte są w określonych granicach, wewnątrz których planeta wykonywa jakby wahania względem słońca w okresie, mającym stałą wartość średnią. W ciągu takiego okresu planeta dolna dwa razy znajduje się w połączeniu ze słońcem; natomiast w kwadraturach ani w opozycji ze słońcem planeta taka znajdować się nie może.

Ruch planety Merkurego ilustruje ryc. 38, na której linia pełna wyobraża drogę Merkurego od dnia 1 marca do 1 sierpnia 1907 roku, a linia kreskowana — drogę słońca, w tymże czasie przebytą. Punkty na drogach oznaczają położenia planety i słońca w datach, przy nich uwiidoczonych.

Jak widać z ryciny 38, w dniu 1 marca 1907 r. Merkury znajdował się na wschód od słońca; ale prędkość jego odtąd malała stale, tak że dnia 8 marca stała się równa zeru: planeta znalazła się wtedy w swem *stanowisku wschodniem*, po którym zaraz rozpoczęła ruch wsteczny. Skutkiem tego ruchu odległość planety od słońca malała stopniowo, tak że w dniu 18 marca Merkury znalazł się w połączeniu ze słońcem, poczem przeszedł na zachód od słońca, oddalając się od niego z malejącą prędkością swego ruchu wstecznego, tak że w dniu 30 marca znalazł się w swem *stanowisku zachodniem*; po tem stanowisku Merkury rozpoczął na nowo ruch prosty. Punkt drogi Merkurego, w którym było połączenie jego ze słońcem, znajduje się — jak widzimy między obu stanowiskami. Ponieważ w czasie ruchu Merkurego zmienia się jego szerokość astrono-



Ryc. 38.

na rycinie — ściśle w środku między obu stanowiskami. Ponieważ w czasie ruchu Merkurego

miczna, więc w czasie pomiędzy dwoma stanowiskami zakreśla on t. zw. *pętlicę*.

Po stanowisku zachodniem Merkury biegł wprawdzie w tym samym kierunku co słońce, ale początkowo znacznie wolniej od słońca, wskutek czego jego elongacja zachodnia wzrastała stale aż do 15 kwietnia t. j. do chwili, w której prędkość Merkurego stała się równą prędkości słońca. Wtedy zachodziła *największa elongacja*, która wynosiła w tym przypadku  $27^{\circ} 36'$ . Odtąd Merkury posuwał się naprzód prędzej, niż słońce przy ciągłym wzroście prędkości; skutkiem tego jego elongacja zachodnia malała coraz szybciej, tak że 23 maja nastąpiło ponowne złączenie planety ze słońcem. W chwili tego złączenia Merkury posiadał największą prędkość w kierunku prostym, w następstwie czego wyprzedzał słońce, przechodząc na wschód od niego. Prędkość Merkurego malała wprawdzie od chwili przejścia na stronę wschodnią, elongacja wschodnia jednak rosła, jak długo prędkość Merkurego przewyższała prędkość słońca. Gdy wreszcie 27 czerwca malejąca prędkość Merkurego zrównała się z prędkością słońca, jego elongacja wschodnia osiągnęła największą wartość t. j.  $25^{\circ} 28'$ . Od tej chwili elongacja wschodnia malała, a Merkury zatrzymał się w pewnej chwili, rozpoczynając odtąd znowu ruch wsteczny i t. d. z powtórzeniem wyżej opisanych zjawisk.

Należy zwrócić uwagę na różnicę, jaka zachodzi pomiędzy dwoma kolejnymi złączeniami Merkurego ze słońcem. To z nich, które przypada na środku pętlicy w czasie, gdy ruch wsteczny jest najszybszy, nazywa się *połączeniem dolnem*, to zaś, w ciągu którego planeta ma najszybszy ruch prosty, zwie się *połączeniem górnem*. Okres czasu pomiędzy dwoma jednakowymi połączeniami planety dolnej nazywa się jej *obiegim synodycznym*.

Jeżeli weźmiemy pod uwagę ruch Wenus, to znajdziemy zjawiska zupełnie analogiczne z tą różnicą, że elongacje stanowisk oraz największe elongacje są u tej planety większe, niż u Merkurego, a obieg synodyczny dłuższy.

Ruch planet dolnych komplikuje się przez to, że ani największe elongacje, ani elongacje stanowisk, ani obiegi synodyczne nie mają wartości stałych w różnych obiegach. Za wartości tych wielkości przyjmuje się liczby średnie, wyprowadzone z długich okresów obserwacyj. Liczby te w odniesieniu do obu planet dolnych są następujące:

Planeta	Obieg synodyczny	Ruch prosty	Ruch wsteczny	Elongacja stanowisk	Największa elongacja
Merkury . .	116 dni	94 dni	22 dni	$15^{\circ}$	$28^{\circ}$
Wenus . .	584 »	542 »	42 »	$29^{\circ}$	$48^{\circ}$

**51. Planety górne.** Planety górne w ruchach swych wykazują również związek ze słońcem, ale nie rzuca się on tak łatwo w oczy, jak u planet dolnych. Planety górne mogą się oddalać od słońca na dowolną odległość, mogą więc znajdować się w złączeniu, w kwadraturze i w opozycji ze słońcem. Prędkość, z którą się poruszają,



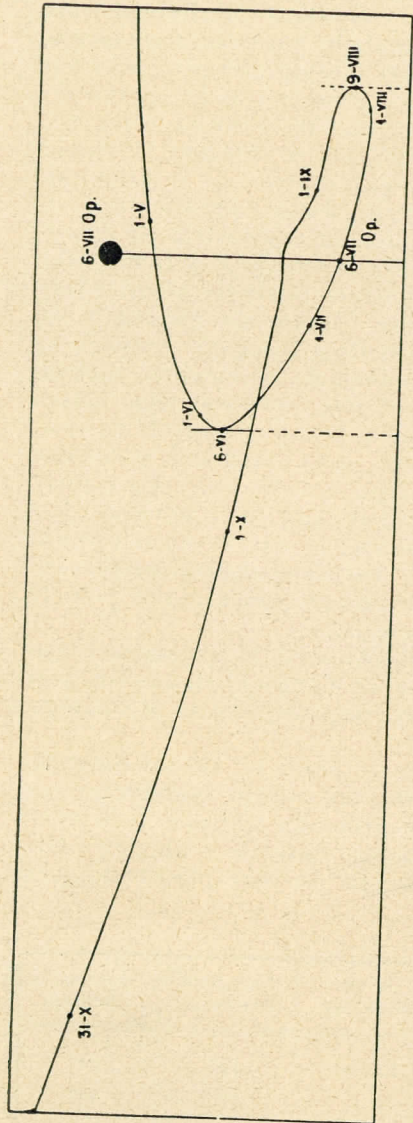
jest zawsze mniejsza, aniżeli prędkość słońca, i dlatego słońce stale je wyprzedza.

Wyobraźmy sobie w pewnym punkcie nieba planetę górną, biegnącą w kierunku prostym; słońce, które biegnie w tymże kierunku szybciej od niej, dogania ją

w pewnym momencie; wtedy zachodzi złączenie planety ze słońcem. Po złączeniu słońce wyprzedza planetę, wskutek czego rośnie stale jej elongacja zachodnia. W miarę wzrostu elongacji prędkość planety maleje, a więc elongacja rośnie coraz szybciej. Na pewien czas przed opozycją planeta zatrzymuje się zupełnie, aby potem rozpocząć ruch wsteczny. Po tem stanowisku zachodniem w chwili, gdy ruch wsteczny jest największy, elongacja zachodnia osiąga wartość  $180^\circ$ , planeta więc znajduje się w opozycji ze słońcem. Od tej chwili prędkość ruchu wstecznego maleje i staje się powtórnie równa zeru. Punkt opozycji planety znajduje się między jej stanowiskami na środku pętlicy, którą planeta zakreśla ruchem wstecznym.

Po opozycji elongacja wschodnia planety staje się mniejsza od elongacji zachodniej, słońce więc znajduje się na zachód od planety, do której coraz bardziej się zbliża, przy czem ruch prosty planety jest coraz szybszy, ale zawsze mniej szybki, aniżeli ruch słońca. Po pewnym czasie więc słońce znowu dogania planetę, i to w momencie, kiedy jej ruch prosty jest największy i t. d.; od tej chwili powtarza się zjawisko, wyżej opisane. Obiegami synodycznymi planety górnej jest okres czasu, w którym powraca ona do tego samego położenia względem słońca, np. okres pomiędzy dwoma kolejnymi opozycjami.

Dla ilustracji opisanych właśnie ruchów planety górnej, podajemy na ryc. 39 część drogi Marsa, zakreślonej w czasie od 1 maja do 31 października 1907 roku. Widzimy, że w dniu 6 czerwca zmienił się kierunek prosty ruchu na wsteczny; planeta była wtedy w stanowisku zachodniem. Ruch wsteczny trwał aż do stanowiska wschodniego, t. j. do dnia 9 sierpnia; pośrodku między temi datami, mianowicie w dniu 6 lipca, była opozycja ze słoń-



Ryc. 39.

6 czerwca zmienił się kierunek prosty ruchu na wsteczny; planeta była wtedy w stanowisku zachodniem. Ruch wsteczny trwał aż do stanowiska wschodniego, t. j. do dnia 9 sierpnia; pośrodku między temi datami, mianowicie w dniu 6 lipca, była opozycja ze słoń-

cem; czarne kółeczko na rycinie oznacza punkt nieba, diametralnie przeciwny słońcu.

Pętlice, zakreślane w czasie opozycji przez planety górne, są uderzająco podobne do pętlic, zakreślanych przez planety dolne w czasie dolnego połączenia, co każe się domyślać jakiejś wspólnej przyczyny.

Badając ruchy wszystkich planet górnych, stwierdzić można, że charakterystyczne cechy tych ruchów są jednakowe, a zachodzą jeno różnice ilościowe w wielkości pętlic oraz w długości obiegów synodycznych. Przytaczamy liczby średnie, odnoszące się do wielkich planet górnych.

Planeta	Obieg synodyczny	Ruch wsteczny	Odległość stanowisk od punktu opozycji
Mars . . . . .	780 dni	64 dni	$6^\circ 31'$
Jowisz . . . . .	399 »	116 »	$5^\circ 27'$
Saturn . . . . .	378 »	138 »	$3^\circ 6'$
Uran . . . . .	369·6 »	154 »	$2^\circ 10'$
Neptun . . . . .	367·4 »	157 »	$1^\circ 31'$
Pluton . . . . .	366·7 »	161 »	$0^\circ 19'$

**52. Widzialność planet.** W związku z charakterem ruchów planet pozostają warunki widzialności ich nad poziomem danego miejsca obserwacji. Planety dolne zawsze znajdują się w pobliżu słońca, a że mogą być widziane tylko wtedy, gdy słońce znajduje się pod poziomem, więc stosunkowo krótko mogą być obserwowane, i to tem krócej, im mniejsza jest elongacja. Gdy elongacja planety jest zachodnia, wschodzi ona wcześniej, niż słońce, a zatem na wschodniem niebie może być obserwowana krótki czas przed wschodem słońca, o świetle natomiast ginie w blaskach wschodzącego słońca. Gdy zaś elongacja planety jest wschodnia, wtedy słońce zachodzi wcześniej, niż planeta; może więc ona być obserwowana po zachodzie słońca na zachodniem niebie aż do chwili, gdy sama zachodzi.

W najniekorzystniejszych warunkach dla spostrzeżeń znajduje się Merkury, gdyż nawet w czasie największej elongacji jest on tak blisko słońca, iż może co najwyżej  $1\frac{1}{2}$  godziny przed niem wschodzić, albo o tyleż po niem zachodzić. Ale ponieważ jeszcze dosyć długo przed wschodem słońca i równie długo po zachodzie słońca trwa świt, względnie zmierzch, więc tło na którym świeci Merkury, jest bardzo jasne; a że przytem znajduje się on blisko horyzontu, gdzie powietrze jest najmniej przezroczyste, to też obserwować go można tylko z trudnością.

Największa elongacja Wenusy jest znacznie większa, niż Merkurego, wskutek czego widzialność jej przed wschodem słońca, lub też po zachodzie słońca, może trwać przeszło 4 godziny. Zwraca ona też powszechną uwagę, gdy jako *jutrzenka* świeci jasno na porannem niebie, albo gdy, jako *gwiazda wieczorna*, ukazuje się po zachodzie słońca. Zresztą z powodu silnego blasku można ją dostrzec nawet w dzień, gdy jej położenie na niebie jest wiadome.

Planety górne również tem krócej są widzialne, im bliżej słońca się znajdują. Ale mogą one oddalać się dowolnie daleko od słońca,

a więc mogą świecić także przez całą noc. Najdogodniej je obserwować w epokach, bliskich opozycji, gdyż wschodzą one wtedy prawie równocześnie z zachodem słońca, a górują około północy. Takie korzystne położenie powtarza się w okresie obiegu synodycznego planety i, jak widać z zestawienia w ust. 51, np. dla Marsa mniej więcej co 26 miesięcy, dla Jowisza co 13 miesięcy i t. d.

Ćwiczenie:

Przy pomocy ruchomej mapki nieba i kalendarza astronomicznego zbadać warunki widzialności planet w dowolnym dniu wieczorem.

**53. Układ Ptolemeusza i Kopernika.** Wyjaśnienie ruchów planet przez długie wieki było najtrudniejszym zadaniem astronomii. Pomimo ich zawilosci udało się astronomowi Ptolemeuszowi w II wieku po n. Chr. ująć wszystkie te ruchy w jeden system, który w przybliżeniu czynił zadość spostrzeżeniom. W teorii swej oparł się na dwóch następujących, zasadniczych założeniach: 1) że ziemia zajmuje środek świata i jest nieruchoma, 2) że ruch planet, do których zaliczał także słońce i księżyc, odbywa się po drogach kołowych z prędkością stałą. Zgodność teorii z obserwacją osiągał Ptolemeusz w ten sposób, że wyobraził sobie dokoła ziemi system tyłu kół spółśrodkowych (t. zw. *deferentów*), ile jest planet, na których poruszają się jednostajnie z określoną prędkością środki innych kół, t. zw. *epicyklów*; na tych kołach również ze stałą, określoną prędkością poruszały się planety. Odpowiednio dobrany układ epicyklów, deferentów oraz założeń odnośnie do liczbowych wartości prędkości ruchu planet na nich i nachylenia ich torów do ekliptyki pozwolił Ptolemeuszowi z dostateczną dokładnością wyjaśnić obserwowane zjawiska.

Ten *geocentryczny układ* planetarny Ptolemeusza, pomimo swej sztucznej budowy, był przez 13 wieków uważany za prawdziwy; gdy wszakże z biegiem czasu coraz bardziej ujawniała się niezgodność spostrzeżeń z rachunkiem oraz konieczność coraz większego komplikowania mechanizmu ruchu planet coraz to nowymi dodatkami dla usunięcia wspomnianych niezgodności, astronom polski Mikołaj Kopernik odważył się odstąpić od zasady nieruchomości ziemi. Przyjmując jej ruch wirowy dokoła osi, osiągnął nadzwyczaj proste wyjaśnienie tak cudownego obrotu dziennego sfery niebieskiej, przyjmując zaś ruch ziemi dokoła słońca i czyniąc je też środkiem ruchu wszystkich planet, wyjaśnił z ogromną prostotą tak naporów dziwaczne ruchy planet pośród gwiazd na sklepieniu niebieskim.

Teorię swą, opartą na dwóch powyższych założeniach, wyłożył Kopernik w wiekopomnym dziele „*De revolutionibus orbium coelestium*“, wydanem w r. 1543. Układ planetarny Kopernika, którego środkiem jest słońce, jest *układem heliocentrycznym*. Widzieliśmy, że założenia Kopernika o ruchach ziemi zostały w czasach późniejszych poparte ściśle dowodami (ust. 36 i 37) i dziś słuszność ich nie ulega żadnej wątpliwości. Zobaczmy teraz, jak ze stanowiska teorii Kopernika objaśniają się ruchy geocentryczne planet.

**54. Wyjaśnienie ruchu planet dolnych.** Niechaj w punkcie  $S$  (ryc. 40) znajduje się słońce, dokoła którego po kole o promieniu  $r$  biegnie planeta  $P$  w kierunku prostym, wskazanym przez strzałki.

W płaszczyźnie tegoż koła w punkcie  $T$  niechaj znajduje się ziemia. Niechaj dalej łuk  $P'P'_2$  będzie częścią koła, według którego płaszczyzna ruchu planety przecina się ze sklepieniem niebieskim; gdyby ziemia była nieruchoma, to zawsze planeta w czasie swego obiegu dokoła słońca byłaby widoczna w punkcie, w którym przecina go prosta, poprowadzona od punktu  $T$  do planety.

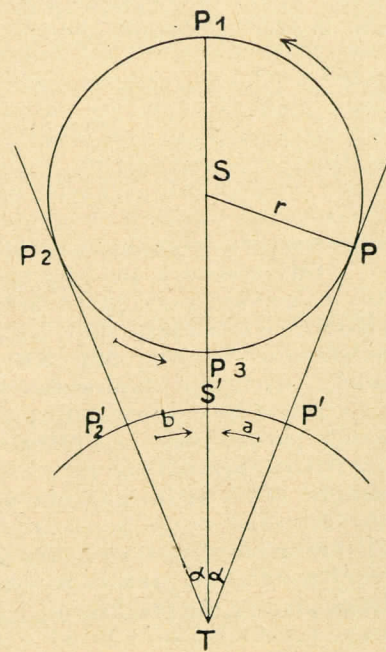
W punktach  $P$  i  $P_2$ , w których prosta, poprowadzona z  $T$ , jest styczną do drogi planety, kierunki  $TP$  i  $TP_2$  byłyby najbardziej odchylone od kierunku ku słońcu  $TS$ , t. j. w tych chwilach byłyby największa elongacja zachodnia i wschodnia. Jeżeli promień drogi ziemskiej  $ST = R$ , a największa elongacja, t. j.  $\sphericalangle STP = \sphericalangle STP_2 = \alpha$ , to z trójkąta  $PST$ , prostokątnego przy  $P$ , wynika

$$\sin \alpha = \frac{r}{R}$$

Biegąc w kierunku strzałki w swej drodze od  $P$  przez  $P_1$  do  $P_2$ , zakreślałaby planeta na niebie geocentryczny (t. j. widziany ze środka ziemi) łuk  $P'P'_2$  w kierunku strzałki  $a$ , t. j. w kierunku prostym; biegnąc zaś dalej od  $P_2$  przez  $P_3$  do  $P$ , zakreślałaby ten sam łuk w kierunku strzałki  $b$ , t. j. w kierunku wstecznym. Znajdując się w punktach  $P_1$  i  $P_3$ , planeta byłaby widzialna na niebie w tym samym punkcie  $S'$ , w którym z punktu  $T$  byłoby widoczne słońce; planeta znajdowałaby się wtedy w połączeniu ze słońcem. Różnica między temi połączeniami byłaby ta, że w chwili przejścia planety przez  $P_1$  ruch jej geocentryczny byłby prosty, w chwili zaś przejścia przez  $P_3$  ruch jej geocentryczny byłby wsteczny.

Widzimy więc, że przy powyższych założeniach ruch planety na niebie przedstawiałby się jako wahanie planety względem słońca, zajmującego środek łuku  $P'P'_2$ , przyczem prędkość ruchu geocentrycznego, największa w punkcie  $S'$ , malałaby do zera w miarę zbliżania się planety do krańcowych położen  $P'$  i  $P'_2$ .

W rzeczywistości ziemia nie jest nieruchoma, skutkiem czego słońce posiada prosty ruch paralaktyczny na niebie. Prędkość obserwowana planety jest więc wypadkową rzutu na sklepienie niebieskie jej własnej prędkości w drodze dokoła słońca, oraz prędkości słońca. Prędkość ta, gdy planeta znajduje się w  $P_1$ , przedstawia się dla obserwatora w  $T$  jako suma własnej prędkości planety i prędkości słońca, jest więc największa w kierunku prostym. Gdy zaś planeta znajduje się w  $P_3$ , prędkość jej, obserwowana z  $T$ , jest różnicą prędkości słońca i planety, a więc jest najmniejsza w kierunku prostym.



Ryc. 40.

Jeżeli w pewnych momentach zachodzi ma zmiana ruchu prostego na wsteczny, to różnica prędkości słońca i planety musi się stać ujemna, a więc prędkość planety musi być większa od prędkości słońca (właściwie ziemi). W chwilach, gdy zmienia się kierunek ruchu, zachodzą stanowiska.

Gdyby ziemia była nieruchoma, stanowiska schodziłyby się z największymi elongacjami, w których rzut prędkości planety na sklepieniu niebieskim jest zerem. Ponieważ ziemia jest ruchoma, więc w tych momentach pozorna prędkość planety jest taka sama, jak pozorna prędkość słońca. Aby planeta wydawała się nieruchoma, rzut jej prędkości na niebie musi być równy prędkości słońca, a kierunek ruchu — przeciwny kierunkowi ruchu słońca, czyli wsteczny. Rzut prędkości planety na sklepieniu niebieskim jest w ogólności mniejszy od prędkości planety w jej drodze. Aby więc ten rzut miał wartość, równą pozornej prędkości słońca, a rzeczywistej prędkości ziemi, to prędkość planety musi być większa od prędkości ziemi; jest to więc warunek konieczny, aby planeta dolna mogła zmienić kierunek prosty ruchu na wsteczny, i odwrotnie.

Gdy warunek ten jest spełniony, wschodnie stanowisko zachodzi na pewien czas przed połączeniem dolnym, gdy rzut prędkości planety, wzrastając, staje się równy prędkości słońca; gdy zaś po połączeniu dolnym, rzut ten, malejąc, staje się równy prędkości słońca, następuje stanowisko zachodnie.

Dla większej prostoty przyjęliśmy, że ziemia porusza się w tej samej płaszczyźnie, co planeta, i że droga tej ostatniej jest kołem. Gdybyśmy przyjęli, że płaszczyzny dróg są do siebie nachylone, to zamiast łuku wielkiego koła, przechodzącego przez słońce, otrzymalibyśmy, jako drogę pozorną planety na niebie, krzywą, podobną do tej, którą przedstawia ryc. 38. Zmienna wielkość największych elongacji w różnych okresach synodycznych świadczyłaby o tem, że droga planety nie jest kołem, lecz krzywą, której punkty są raz mniej, drugi raz więcej odległe od słońca. Przyjmując więc pewne nachylenie płaszczyzn ruchu planet i ziemi oraz postać dróg planet, nieco różną od kół, możemy powiedzieć, że planety dolne są to ciała, które krążą dokoła słońca i znajdują się bliżej słońca, niż ziemia. Obiegają one dokoła słońca w okresach krótszych i z większą prędkością, niż ziemia, i znajdują się kolejno w połączeniu górnym ze słońcem, gdy przypadają względem słońca po przeciwnej stronie, niż ziemia, oraz w połączeniu dolnym, gdy znajdują się między ziemią a słońcem.

**55. Wyjaśnienie ruchu planet górnych.** Z pomocą ryc. 40 możemy sobie też łatwo uprzytomnić, w jaki sposób przedstawiałby się ruch ziemi dla spostrzegacza, który znajdowałby się na planecie dolnej. Gdy planeta znajduje się w  $P_1$ , a więc dla ziemi w połączeniu górnym ze słońcem, ziemia  $T$  jest widoczna z planety w kierunku  $P_1S$ , znajduje się więc w połączeniu ze słońcem  $S$ . Gdy zaś planeta znajduje się w  $P_3$ , a więc dla ziemi w połączeniu dolnym ze słońcem, ziemia jest widoczna z planety w kierunku  $P_3T$ , a więc w kierunku, przeciwnym kierunkowi  $P_1S$ ; ziemia jest wtedy w opozycji ze słońcem. Prędkość i kierunek ruchu ziemi, widzianej z planety, zawsze są takie same, jak prędkość i kierunek ruchu planety, widzianej z ziemi. Stanowiska i ruch wsteczny planety dolnej, wi-

dzianej z ziemi, zdarzają się w okresie czasu, którego środkiem jest połączenie dolne; stanowiska więc i ruch wsteczny posiada ziemia, widziana z planety, w okresie czasu, którego środkiem jest opozycja ziemi ze słońcem.

Widzimy, że ruch ziemi, obserwowany na planecie dolnej, odbywać się musi całkiem podobnie do opisanego poprzednio ruchu planet górnych, skąd wypływa wniosek, że planety górne znajdują się w takim samym stosunku do ziemi, w jakim ziemia znajduje się do planet dolnych. Innymi słowy, zjawiska ruchu planet górnych wyjaśniają się całkowicie, gdy przyjmujemy, że są to ciała, krążące dokoła słońca w większych odległościach od słońca, niż ziemia — i z mniejszą od niej prędkością.

Pomiędzy odległością stanowisk od punktu opozycji a odległością jej od słońca, zachodzi zależność, która pozwala wyznaczyć odległości planet od słońca w stosunku do odległości ziemi. Liczby, tą drogą otrzymane, zawiera niżej załączona tabelka w pierwszej kolumnie;

Planeta	Średnia odległość od słońca ( $a$ )	Okres obiegu ( $T$ )	$k = \frac{a^3}{T^2}$
Merkury . .	57.85 . 10 <sup>6</sup> km	87.96926 dni	25.017 . 10 <sup>18</sup>
Wenus . . .	108.10 . 10 <sup>6</sup> »	224.7008 »	25.020 . 10 <sup>18</sup>
Ziemia . . .	149.45 . 10 <sup>6</sup> »	365.2564 »	25.020 . 10 <sup>18</sup>
Mars . . . .	227.72 . 10 <sup>6</sup> »	686.9797 »	25.048 . 10 <sup>18</sup>
Jowisz . . .	777.6 . 10 <sup>6</sup> »	4.332.588 »	25.029 . 10 <sup>18</sup>
Saturn . . .	1.425.6 . 10 <sup>6</sup> »	10.759.201 »	25.061 . 10 <sup>18</sup>
Uran . . . .	2.868.1 . 10 <sup>6</sup> »	30.685.93 »	25.056 . 10 <sup>18</sup>
Neptun . . .	4.494.1 . 10 <sup>6</sup> »	60.187.64 »	25.019 . 10 <sup>18</sup>
Pluton . . .	5.947.4 . 10 <sup>6</sup> »	91.697.62 »	

**56. Obiegi gwiazdowe planet.** Przez obieg gwiazdowy planety rozumiemy jej okres obiegu dokoła słońca i powrotu do tych samych gwiazd dla obserwatora, umieszczonego na słońcu. Okres ten na podstawie znanego obiegu synodycznego można obliczyć według wzoru (19) ustępu 45. W danym przypadku rozumiemy będziemy przez  $T_1 = T$  obieg gwiazdowy planety, a przez  $T_2 = R$  obieg gwiazdowy ziemi czyli rok gwiazdowy. Ponieważ zawsze  $T_s > 0$ , więc

$$T_s = \pm \frac{T \cdot R}{R - T}, \quad R \geq T$$

Rozwiązując ze względu na  $T$ , znajdujemy

$$T = \frac{T_s \cdot R}{T_s \pm R} \text{ lub } \frac{1}{T} = \frac{1}{R} \pm \frac{1}{T_s} \quad (20)$$

Znak górny odnosi się do planet dolnych, a dolny do planet górnych. Stosując wartości na  $T_s$ , podane w tabelkach ust. 50 i 51, znajdujemy wartości okresu obiegu  $T$ , zamieszczone w trzeciej kolumnie tabelki w ust. 55.

## Zadania:

1. Znaleźć obieg synodyczny Wereny, wiedząc, że jej obieg gwiazdowy wynosi 225 dni.
  2. Ile wynosiłby obieg gwiazdowy planety, której obieg synodyczny trwałby 3 lata?
  3. Przy jakiej wartości obiegu gwiazdowego obieg synodyczny i gwiazdowy trwałyby równie długo?
  4. Ile wynosiłby obieg synodyczny Jowisza dla obserwatora, umieszczonego na Marsie?
- Uwaga: Obiegi gwiazdowe tych planet podane są w tabelce poprzedniego ustępu.
5. Ile wynosiłby obieg synodyczny ziemi dla obserwatora, umieszczonego: a) na Wenerze, b) na Saturnie?

**57. Prawa Keplera.** W ustępach 38 i 40 wykazaliśmy, że ziemia biegnie dokoła słońca po elipsie, w której jednym ognisku znajduje się słońce, ze stałą prędkością wycinkową.

Twierdzenia te, które dla ziemi wyprowadzają się ze związku pomiędzy prędkością pozornego ruchu słońca, a wielkością kątową jego tarczy, odnoszą się do wszystkich planet. Wykrycie ich zawdzięczamy Keplerowi, który wyniki swych wieloletnich badań ujął w trzy następujące prawa, noszące nazwę *praw Keplera*:

I prawo: Planety biegną dokoła słońca po elipsach, mających wspólne jedno ognisko, w którym znajduje się słońce.

II prawo: Pola, zakreślane przez promień wodzący planety w równych czasach, są równe.

III prawo: Sześciany średnich odległości planet od słońca mają się tak do siebie, jak kwadraty okresów obiegu czyli

$$a_1^3 : a_2^3 = T_1^2 : T_2^2 \quad (21)$$

w czym  $a_1$  i  $a_2$  oznaczają średnie odległości planet od słońca,  $T_1$  i  $T_2$  zaś ich czasy obiegu, lub inaczej

$$\frac{a_1^3}{T_1^2} = \frac{a_2^3}{T_2^2} = k = \text{const} \quad (21')$$

Dwa pierwsze prawa ogłosił Kepler w r. 1609 w dziele p. t. *Astronomia nova seu Physica coelestis tradita commentariis de motibus stellae Martis*, a trzecie prawo w r. 1619 w dziele p. t. *Harmonices mundi libri V*.

Prawo trzecie można łatwo sprawdzić zapomocą liczb, umieszczonych w poprzedniej tabelce, w której ostatnia kolumna zawiera wartości stosunków sześciaków średnich odległości  $a$  planet od słońca, do kwadratów ich czasów obiegu  $T$ . Widzimy, że wartości tych stosunków różnią się między sobą bardzo nieznacznie; pochodzenie tych różnic będzie podane w ustępie 59.

Wielkie znaczenie praw Keplera polega na tem, że ujmują one w zwęższej postaci wyniki nader skomplikowanych ruchów planet, a nadto, że pozwalają obliczyć spólrzędne geocentryczne planety dla dowolnej chwili, gdy tylko wyznaczono drogą obserwacyjną kształt, rozmiary i położenie tej eliptycznego toru.

## Zadania:

1. Obliczyć średnią odległość Wereny od słońca na podstawie trzeciego prawa Keplera (równanie 21), przyjmując jako dane okresy obiegu Wereny i ziemi oraz średnią odległość ziemi od słońca.
2. Jaki warunek muszą spełniać średnie odległości planet, których obiegi synodyczne trwają dłużej, jak dwa lata?  
Uwaga: Znaleźć najpierw odpowiedni warunek dla obiegu gwiazdowych, a następnie zastosować prawa ruchu centralnego.
3. Obliczyć prędkość wycinkową ruchu ziemi dokoła słońca.  
Uwaga: Prędkością wycinkową planety nazywamy w ogólności pole, zakreślone w jednostce czasu przez promień wodzący planety.

**58. Elementy dróg planetarnych.** Niechaj na ryc. 41 będzie w punkcie  $S$  słońce, z którego sklepienie niebieskie przedstawia się w postaci kuli  $ebe'c$ ; koło  $e\Omega e'\vartheta$  niechaj będzie kołem przecięcia sklepienia niebieskiego z płaszczyzną ekliptyki, a prosta  $S\mathcal{V}$  niechaj wskazuje kierunek linii równonocy. Elipsa  $PMAN$ , której jedno ognisko  $S$  zajmuje słońce, a środek znajduje się w  $O$ , przedstawia (w rzucie na płaszczyznę rysunku) drogę eliptyczną planety, której wielka oś niechaj ma kierunek  $PA$ ;  $P$  jest punktem przysłonecznym,  $A$  — punktem odslonecznym jej drogi. Płaszczyzna tej drogi przecina się ze sklepieniem niebieskim według wielkiego koła  $\Omega a \vartheta p$ , a z płaszczyzną ekliptyki według prostej  $\Omega \vartheta$ .

Koło  $\Omega a \vartheta p$  jest pozorną drogą planety na niebie, widzianej ze środka słońca. Punkt  $\Omega$ , w którym planeta przechodzi na północ od ekliptyki, nazywa się *węzłem wstępującym* drogi, punkt  $\vartheta$  *węzłem zstępującym*, a prosta  $\Omega \vartheta$  nazywa się *linją węzłów*. Ruch planety jest prosty, gdy odbywa się w kierunku strzałki, zaznaczonej na rycinie.

Do całkowitego określenia drogi i ruchu planety służą następujące wielkości, czyli t. zw. *elementy* drogi:

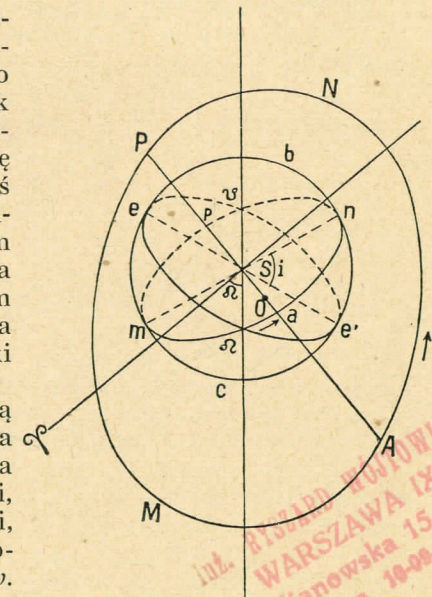
1. Kąt  $e'Sn = i$  określa *nachylenie* płaszczyzny drogi planety do płaszczyzny ekliptyki.

2. Kąt  $\mathcal{V}S\Omega = \Omega$  określa *długość* (astronomiczną) *węzła wstępującego*.

Powyższe dwa elementy określają położenie płaszczyzny drogi planety w przestrzeni.

3. Kąt  $\omega = \Omega np$ , t. j. odległość punktu przysłonecznego  $P$  od węzła wstępującego  $\Omega$ , określa położenie wielkiej osi drogi, t. j. kierunek  $AP$  w płaszczyźnie tej drogi, a więc i położenie samej elipsy.

4.  $OP = \frac{SP + SA}{2} = a$  jest długością linjową połowy wielkiej osi. Jeżeli wyrazimy element ten w jednostkach planetarnych, to okre-



Ryc. 41.

Int. Biblioteka Uniwersytecka  
WARSZAWA IX  
ul. Juljansowska 15 m. 10  
Telefon 10-9944

śla on rozmiary drogi planety w stosunku do drogi ziemi; równa się on *średniej odległości* planety od słońca.

5. Stosunek  $\frac{OS}{OP} = e$  nazywa się *mimośrodem* drogi; określa on kształt elipsy, mianowicie jej stopień wydłużenia.

6. *Czas przejścia* planety przez punkt przysłoneczny jest elementem, który pozwala, w połączeniu z innymi elementami, określić położenie planety w przestrzeni w dowolnej chwili, a w połączeniu z elementami drogi ziemskiej pozwala także wyznaczyć spólrzędne geocentryczne planety.

Element ten często bywa zastępowany przez t. zw. *anomalję średnią* w danej chwili; tak nazywa się łuk, o który planeta byłaby odległa od punktu przysłonecznego w danej chwili, gdyby biegła ze swoją *średnią prędkością*. Gdy  $T$  oznacza okres obiegu planety dookoła słońca, wyrażony w dniach, to średnią dzienną prędkością planety jest

$$\mu = \frac{360^\circ}{T}$$

## ROZDZIAŁ VII

### Ciążenie powszechne

**59. Prawo powszechnej grawitacji. Perturbacje.** Prawa Keplera, o których była mowa w ustępie 57, miały olbrzymie znaczenie dla rozwoju mechaniki, one bowiem utorowały Newtonowi drogę do odkrycia fundamentalnego prawa dynamiki, zwanego prawem grawitacji czyli prawem powszechnego ciążenia. Prawo to, ogłoszone w roku 1687 w dziele Newtona „*Philosophiæ naturalis principia mathematica*“, okazało się prawem znacznie ogólniejszem od odkrytych przez Keplera praw ruchu planet, które to prawa wynikają z prawa Newtona o powszechnem ciążeniu.

Newton, zastanawiając się nad znaczeniem mechanicznem praw Keplera, doszedł do wniosku, że ruchy planet muszą odbywać się pod działaniem siły, której siedliskiem jest słońce. Z drugiego prawa Keplera wysnuł on wniosek, że siła ta musi być skierowana ku słońcu czyli musi być »siłą centralną«, t. j. działającą wzdłuż promienia wodzącego planety. Z faktu, że ruch planety odbywa się po elipsie, Newton wyprzewodził rachunkiem wniosek, że siła, wywierana przez słońce na planetę, musi być w różnych punktach jej drogi odwrotnie proporcjonalna do kwadratu odległości planety od słońca.

Wniosek ten Newton sprawdził na ruchu księżyca ziemi. Jeżeli bowiem natężenie siły ciężkości wynosi na powierzchni ziemi  $g = 980.6 \text{ cm sek}^{-2}$ , to w odległości księżyca, a więc 60 razy większej od promienia ziemi  $R$ , winna ona zgodnie z tym wnioskiem wynosić  $60^2 = 3600$  razy mniej czyli  $g' = 0.272 \text{ cm sek}^{-2}$ . Porównajmy teraz tę wartość z przyspieszeniem, jakiego musi doznawać księżyc w swym ruchu dookoła ziemi. Zakładając dla uproszczenia,

że księżyc porusza się po kole o promieniu  $60 R$ , mamy według prawa ruchu kołowego następujące równanie przyspieszenia dośrodkowego księżyca  $g_k$

$$g_k = \frac{4\pi^2 60 R}{T^2}$$

w czem czas obiegu księżyca  $T = 27^d 7^h 43^m 11.5^s = 2,360.591.5$  sekund, promień ziemi zaś  $R = 6.371.23 \cdot 10^5 \text{ cm}$ . Podstawiając te wartości w powyższem równaniu, otrzymujemy  $g_k = 0.271 \text{ cm sek}^{-2}$ , a więc wartość, równą obliczonej poprzednio wartości  $g'$ .

Z trzeciego wreszcie prawa Keplera wynika, że siły, jakie słońce wywiera na dwie różne planety, krążące w różnych odległościach od słońca, są wprost proporcjonalne do mas tych planet, odwrotnie zaś proporcjonalne do kwadratu ich odległości od słońca. Weźmy bowiem pod uwagę dwie planety o masach  $m_1$  i  $m_2$ , które w okresach  $T_1$  i  $T_2$  obiegają słońce, i załóżmy celem uproszczenia wywodów, że tory tych planet są kołami o promieniach  $a_1$  i  $a_2$ , to siły  $T_1$  i  $T_2$ , które słońce wywiera na te planety, wynoszą według znanego z fizyki równania siły dośrodkowej

$$F_1 = \frac{4\pi^2 m_1 a_1}{T_1^2}$$

$$F_2 = \frac{4\pi^2 m_2 a_2}{T_2^2}$$

Dzieląc te równania przez siebie, otrzymujemy:

$$F_1 : F_2 = \frac{m_1 a_1}{T_1^2} : \frac{m_2 a_2}{T_2^2}$$

Według trzeciego prawa Keplera mamy jednak:

$$T_1^2 : T_2^2 = a_1^3 : a_2^3$$

zatem

$$F_1 : F_2 = \frac{m_1}{a_1^2} : \frac{m_2}{a_2^2}$$

Widzimy więc, że słońce wywiera na planety siły, wprost proporcjonalne do ich mas, a odwrotnie proporcjonalne do kwadratów ich odległości od słońca.

Pozostaje jeszcze jeden krok do sformułowania prawa grawitacji. Zważmy mianowicie, że jeżeli słońce wywiera na planetę pewną siłę, to według trzeciej zasady dynamiki planeta oddziałuje z tą samą siłą na słońce; jeżeli zatem działanie słońca na planetę jest wprost proporcjonalne do jej masy, to oddziaływanie planety na słońce musi być wprost proporcjonalne do masy słońca. Widzimy zatem, że *siła  $F$ , z jaką dwie masy (słońca i planety) wzajemnie się przyciągają, jest wprost proporcjonalna do iloczynu tych mas, a odwrotnie proporcjonalna do kwadratu ich odległości.*

Newton ścisłym rozumowaniem doszedł do wniosku zupełnie ogólnego, że podobnie jak słońce i planety, tak samo wszystkie inne

ciała materialne obdarzone są siłą przyciągającą, której objawem jest też siła ciężkości. Oznaczając przez  $m_1$  i  $m_2$  masy dwóch ciał, przez  $r$  ich odległość, a przez  $F$  siłę, z jaką one wzajemnie się przyciągają, możemy prawo grawitacji napisać w postaci równania:

$$F = c \cdot \frac{m_1 \cdot m_2}{r^2}$$

w czym  $c$  oznacza t. zw. stałą grawitacji, której wartość, wyznaczona metodami, znanymi z fizyki, wynosi

$$c = 0.00000006673 \text{ cm}^3 \text{ gr}^{-1} \text{ sek}^{-2} = 6.673 \cdot 10^{-8} \text{ cm}^3 \text{ gr}^{-1} \text{ sek}^{-2}$$

Wartość liczbowa współczynnika  $c$  zależy oczywiście od wyboru jednostek długości, masy, czasu i siły. Podana powyżej wartość odnosi się do 1 *cm*, 1 *gr*, 1 *sek* i 1 *dyny* jako jednostek długości, masy, czasu i siły, a więc do układu *c. g. s.*

Prawa Keplera można, jak wspomnieliśmy na początku tego ustępu, wyprowadzić z prawa grawitacji, i to jako szczególny wypadek praw, znacznie ogólniejszych. Wychodząc z prawa grawitacji, można bowiem wykazać, że ciała niebieskie, należące do układu słonecznego, mogą poruszać się nie tylko po elipsach, lecz także po kołach, parabolach i hiperbolach. Z prawa grawitacji wypływa również, że trzecie prawo Keplera nie jest ściśle ważne, nie jest bowiem

$$\frac{a_1^3}{T_1^2} : \frac{a_2^3}{T_2^2} = 1$$

lecz jest

$$\frac{a_1^3}{T_1^2} : \frac{a_2^3}{T_2^2} = \frac{M + m_1}{M + m_2}$$

w czym  $M$  oznacza masę słońca,  $m_1$  i  $m_2$  zaś masy dwóch, wziętych pod uwagę planet. Widzimy zatem, że stosunek  $k = \frac{a^3}{T^2}$  (równanie 21') zależy, w przypadku planet nie tylko od masy słońca  $M$ , lecz także od mas tych planet; wpływ ich objawia się jednak bardzo nieznacznie, ponieważ masy planet w porównaniu z masą słońca są bardzo małe.

Stała  $k$  jest określona w ogólności równaniem

$$k = \frac{a^3}{T^2} = c \cdot \frac{M + m}{4\pi^2} \quad (22)$$

w czym  $M$  oznacza masę ciała centralnego,  $m$  masę ciała obiegającego,  $c$  zaś stałą grawitacji. Równanie (22) uczy, że wartość stałej  $k$  jest różna dla rozmaitych układów, t. zn., że np. dla układu złożonego z Jowisza i jego księżycy ma inną wartość, niż np. dla układu słońca i planet.

Ruchy planet nie odbywają się ściśle według praw Keplera. Inaczej też być nie może, skoro prawa Keplera wypływają z prawa Newtona w założeniu, że planety znajdują się tylko pod działaniem

przyciągania słońca. Prawo grawitacji uczy jednak, że każda planeta jest przyciągana ponadto przez każdą inną masę układu słonecznego, a dalej, że i samo słońce pod działaniem planet wykonywać musi pewne ruchy. Ruchy słońca są wszakże bardzo nieznaczne, z czego wnioskować można, że masa słońca jest bardzo wielka w porównaniu do mas planet. Działanie innych planet na ruch pewnej planety lub dowolnego innego ciała układu słonecznego ujawnia się w t. zw. *perturbacjach* czyli *zakłóceniach* ruchu, które wpływają na wartości elementów dróg. Zmiany elementów są zawarte przeważnie w niewielkich granicach, albo też są bardzo powolne; są one koniecznym wynikiem ciężenia powszechnego i dadzą się z całą ścisłością obliczyć, jeżeli znane są masy wszystkich ciał, wywierających działania na daną planetę.

Zadania:

1. Wiedząc, że masy słońca i ziemi wyrażają się odpowiednio liczbami:  $2.10^{32} \text{ gr}$  i  $59.10^{26} \text{ gr}$ , obliczyć siłę wzajemnego przyciągania się słońca i ziemi.
2. Jaką liczbą wyraża się wartość stałej grawitacji, jeżeli za jednostki długości, masy, czasu i siły przyjmiemy odpowiednio jednostkę planetarną, masę słońca, sekundę i dynę.
3. Wiedząc, że masa Jowisza w stosunku do masy ziemi, jako jednostki, wyraża się liczbą 316.94, obliczyć z równania (22) wartość stałej  $k$ , a następnie odległości księżyców Io, Europy, Ganimeda i Kalisto od Jowisza, przyjmując, że ich czasy obiegów dokoła Jowisza wynoszą odpowiednio:  $1^{\text{d}} 18^{\text{h}} 27^{\text{m}} 34^{\text{s}}$ ,  $3^{\text{d}} 13^{\text{h}} 13^{\text{m}} 42^{\text{s}}$ ,  $7^{\text{d}} 3^{\text{h}} 42^{\text{m}} 33^{\text{s}}$  i  $16^{\text{d}} 16^{\text{h}} 32^{\text{m}} 11^{\text{s}}$ .
4. Czasy obiegów księżyców Marsa, Fobosa i Deimosa, wynoszą odpowiednio:  $7^{\text{h}} 39^{\text{m}} 14^{\text{s}}$  i  $1^{\text{d}} 6^{\text{h}} 17^{\text{m}} 55^{\text{s}}$ ; wiedząc ponadto, że odległość Fobosa od środka kuli Marsa wynosi  $9.380 \text{ km}$ , obliczyć masę Marsa oraz odległość Deimosa od środka Marsa.

## 60. Wyznaczanie mas oraz średnich gęstości słońca i planet.

Oporając się na prawie ciężenia powszechnego, możemy wyznaczyć masy i średnie gęstości słońca i planet. Celem uproszczenia odnośnych rozważań będziemy uważali drogi planet i księżyców za koła, co na wyniki nie wpłynie.

Zajmiemy się najpierw wyznaczaniem mas słońca i planet. W tym celu oznaczmy przez  $M_s$  i  $m$  odpowiednio masy słońca i jakiejś planety, krążącej dokoła słońca po kole o promieniu  $a$  w okresie obiegu  $T$ ; przypuścimy, że dokoła tej planety krąży po kole o promieniu  $r$  jej księżyc w okresie obiegu  $t$ . Oznaczmy jeszcze przez  $g_s$  natężenie pola grawitacyjnego słońca w odległości  $a$  od słońca, przez  $g$  zaś natężenie pola grawitacyjnego planety w odległości  $r$  od niej, wówczas z uwagi, że natężenie pola grawitacyjnego w pewnym punkcie przedstawia siłę, jaką wywiera pole na jednostkę masy, umieszczoną w uważanym punkcie, wypływa z prawa grawitacji:

$$g_s = c \cdot \frac{M_s}{a^2}$$

$$g = c \cdot \frac{m}{r^2} \quad (23)$$

Ponieważ  $g_s$  przedstawia zarazem wartość przyspieszenia dośrodkowego masy  $m$ , krążącej w odległości  $a$  od słońca,  $g$  zaś po-

dobnie przyspieszenie księżycy planety, mamy zatem zarazem zgod-  
nie z równaniem przyspieszenia dośrodkowego:

$$g_s = \frac{4\pi^2 a}{T^2}$$

i

$$g = \frac{4\pi^2 r}{t^2} \quad (24)$$

Porównyując odpowiadające sobie równania (23) i (24), otrzy-  
mujemy:

$$c \cdot M_s = \frac{4\pi^2 a^3}{T^2}$$

i

$$c \cdot m = \frac{4\pi^2 r^3}{t^2}$$

Dzieląc dwa ostatnie równania przez siebie, mamy:

$$\frac{M_s}{m} = \left(\frac{a}{r}\right)^3 \cdot \left(\frac{t}{T}\right)^2 \quad (25)$$

Na podstawie równania (25) możemy z łatwością obliczyć sto-  
sunek masy słońca do masy ziemi. Kładąc bowiem  $a = 23.431$   
i  $r = 60.26654$  jako wartości promieni torów ziemi i księżycy,  
wyrażone w promieniach ziemi jako jednostkach długości, oraz  
 $T = 365.25636$  i  $t = 27.32166$  jako czasy obiegów ziemi dokoła  
słońca, względnie księżycy dokoła ziemi, otrzymujemy  $\frac{M_s}{m} = 328.823$ .

W podobny sposób można znaleźć stosunek mas słońca i ja-  
kiejkolwiek planety, która ma księżyc. Gdy  $m_1$  jest masą tej pla-  
nety,  $a_1$  jej odległością od słońca,  $T_1$  czasem obiegu tej planety,  
a  $r_1$  i  $t_1$  oznaczają odpowiednio odległość i czas obiegu jej księżycy,  
to jest także

$$\frac{M_s}{m_1} = \left(\frac{a_1}{r_1}\right)^3 \cdot \left(\frac{t_1}{T_1}\right)^2 \quad (25')$$

Dzieląc równanie (25) przez równanie (25'), otrzymuje się:

$$\frac{m_1}{m} = \left(\frac{a}{a_1}\right)^3 \cdot \left(\frac{T_1}{T}\right)^2 \cdot \left(\frac{r_1}{r}\right)^3 \cdot \left(\frac{t}{t_1}\right)^2$$

Uwzględniając, że według trzeciego prawa Keplera jest

$$\left(\frac{a}{a_1}\right)^3 \cdot \left(\frac{T_1}{T}\right)^2 = 1$$

mamy ostatecznie stosunek mas planety i ziemi

$$\frac{m_1}{m} = \left(\frac{r_1}{r}\right)^3 \cdot \left(\frac{t}{t_1}\right)^2 \quad (26)$$

Przyjmując masę ziemi za jednostkę, możemy wzory (25) i (26)  
napisać w postaci następującej

$$M_s = \left(\frac{a}{r}\right)^3 \cdot \left(\frac{t}{T}\right)^2$$

i

$$m_1 = \left(\frac{r_1}{r}\right)^3 \cdot \left(\frac{t}{t_1}\right)^2$$

Tą drogą otrzymano następujące masy planet, mających księ-  
życy: masa Marsa 0.108, Jowisza 316.94, Saturna 94.9, Urana 14.661  
i Neptuna 17.16.

Jeżeli planeta nie ma księżyców, jak np. Merkury, Wenus i Pluton,  
to masę jej wyznaczamy na podstawie perturbacji, jakie ona wywo-  
luje w ruchu innych planet lub komet. Tą drogą wyznaczono masę  
Wenus na podstawie perturbacji ruchu ziemi i Marsa; masa We-  
nery wynosi 0.81. Masa Merkurego nie jest dokładnie znana; wy-  
nosi ona około 0.04 masy ziemi. Masa Plutona wynosi 6.64.

Aby znaleźć masę słońca i planet w gramach, wystarczy masę  
ziemi wyrazić w gramach, masy bowiem słońca i planet otrzymamy  
przez pomnożenie masy ziemi przez liczby (stosunkowe), otrzymane  
powyżej jako masy słońca i planet.

Masę ziemi  $M_z$  możemy z łatwością obliczyć z równania

$$g_z = c \cdot \frac{M_z}{R_z^2} \quad (27)$$

w czem  $c$  oznacza stałą grawitacji, której wartość podana została  
w ustępie poprzednim,  $R_z$  promień ziemi,  $g_z$  zaś natężenie pola gra-  
witacyjnego na powierzchni ziemi. Z równania (27) wynika bowiem

$$M_z = \frac{g_z \cdot R_z^2}{c}$$

Wartość  $g_z$  znana jest z pomiarów wahadłem i wynosi  
 $g_z = 980.6 \text{ cm} \cdot \text{sek}^{-2}$ . Znana jest również wartość  $R_z$  (ustęp 65).  
Przyjmując  $R_z = 6.37123 \cdot 10^8 \text{ cm}$ ,  $c = 6.673 \cdot 10^{-8} \text{ cm}^3 \text{ gr}^{-1} \text{ sek}^{-2}$ ,  
otrzymujemy, jako wartość masy ziemi w gramach, liczbę

$$M_z = 5.965 \cdot 10^{27} \text{ gr}$$

Znając masę ziemi  $M_z$  i jej objętość  $V_z = \frac{4}{3} R_z^3 \pi = 1.0833 \cdot 10^{27} \text{ cm}^3$ ,  
możemy obliczyć średnią gęstość ziemi  $d_z$ ; mamy bowiem:

$$d_z = \frac{M_z}{V_z} = 5.5063 \text{ gr cm}^{-3}$$

Przyjmując wartość  $d_z$  za znaną, możemy obliczyć średnią  
gęstość  $d$  dowolnego innego ciała niebieskiego, jeżeli znamy stosu-  
nek  $a$  jego masy  $M$  do masy ziemi  $M_z$

$$a = \frac{M}{M_z}$$

oraz stosunek  $b$  jego promienia  $R$  do promienia ziemi  $R_z$

$$b = \frac{R}{R_z}$$

Z równań:

$$d = \frac{M}{\frac{3}{4}R^3\pi}$$

i

$$d_z = \frac{M_z}{\frac{4}{3}R_z^3\pi}$$

wynika bowiem:

$$d = d_z \cdot \frac{M}{M_z} \cdot \left(\frac{R_z}{R}\right)^3 = d_z \cdot \frac{a}{b^3} = 5 \cdot 5063 \cdot \frac{a}{b^3} \text{ gr cm}^{-3}$$

Zadania:

1. Obliczyć, w jakim stosunku pozostaje masa Neptuna do masy ziemi, wiedząc, że księżyc tej planety krąży w okresie  $5^d 21^h 2^m 38 \cdot 1^s$  w odległości  $353.700 \text{ km}$  od jej środka, podczas gdy księżyc ziemi krąży naokoło ziemi w okresie  $27^d 7^h 43^m 11 \cdot 5^s$  w odległości 60 promieni ziemskich od środka ziemi.

2. Przyjmując, że masy słońca, Merkurego, Wenera, księżycy ziemi, Marsa, Jowisza, Saturna, Urana, Neptuna i Plutona wyrażają się odpowiednio liczbami  $328.823, 0 \cdot 04, 0 \cdot 81, 0 \cdot 012, 0 \cdot 108, 316 \cdot 94, 94 \cdot 9, 14 \cdot 66, 17 \cdot 16$  i  $6 \cdot 64$ , promienie zaś tych ciał odpowiednio liczbami:  $109 \cdot 1, 0 \cdot 39, 0 \cdot 973, 0 \cdot 273, 0 \cdot 531, 10 \cdot 95, 9 \cdot 02, 4 \cdot 00, 3 \cdot 92$  i  $0 \cdot 5$ , obliczyć:

a) masy tych ciał w gramach;

b) średnie gęstości tych ciał w  $\text{gr cm}^{-3}$ .

**61. Natężenie siły ciężkości i ciężar na powierzchni ciał niebieskich.** Natężenie siły ciężkości, względnie przyspieszenie spadania  $g$  ciał na powierzchni jakiegoś ciała niebieskiego, o masie  $M$  i o promieniu  $R$ , wynosi oczywiście według prawa grawitacji

$$g = c \cdot \frac{M}{R^2}$$

Do obliczenia wartości  $g$  na powierzchni jakiegoś ciała niebieskiego wystarczy znać stosunek  $a$  masy  $M$  tego globu do masy ziemi  $M_z$  oraz stosunek  $b$  jego promienia  $R$  do promienia ziemi  $R_z$ . Z równań:

$$g = c \cdot \frac{M}{R^2}$$

i

$$g_z = c \cdot \frac{M_z}{R_z^2}$$

wynika bowiem:

$$g = g_z \cdot \frac{M}{M_z} \cdot \left(\frac{R_z}{R}\right)^2 = g_z \cdot \frac{a}{b^2}$$

Znając wartość  $g$  na powierzchni jakiegoś globu, możemy obliczyć ciężar  $Q$  ciała o masie  $m$ , umieszczonego na powierzchni tego globu, mamy bowiem

$$Q = m \cdot g = m \cdot g_z \cdot \frac{a}{b^2}$$

lub z uwagi, że iloczyn  $m \cdot g_z$  przedstawia ciężar masy  $m$  na powierzchni ziemi, który oznaczmy przez  $Q_z$ ,

$$Q = Q_z \cdot \frac{a}{b^2}$$

Zadania i ćwiczenie:

1. Wyznaczyć przyspieszenie spadania ciał  $g_z$  na powierzchni ziemi przy pomocy wahadła i spadkownicy Atwooda.

Przyjmując, że masy i promienie globów: słońca, Merkurego, Wenera, księżycy ziemi, Marsa, Jowisza, Saturna, Urana, Neptuna i Plutona znane są z zadania 2 ustępu 60, obliczyć:

a) przyspieszenia spadania na powierzchniach tych globów;  
b) ile ważyłyby na powierzchniach tych globów człowiek, który na powierzchni ziemi waży  $86 \text{ kg}$ ;

c) długości wahadeł sekundowych na powierzchniach tych globów;  
d) wysokość rzutów i czasy wznoszenia ciała, rzuconego na powierzchniach tych globów pionowo w górę z prędkością początkową  $V_0 = 20.000 \text{ cm sek}^{-1}$ ;

e) odległości rzutu pocisku armatniego, wystrzelonego z chyżością  $V = 500 \text{ m sek}^{-1}$  pod kątem elewacji  $\alpha = 40^\circ$ .

3. Jaki byłby czas obiegu drugiego księżycy ziemi, któryby krążył po kole w odległości  $100 \text{ km}$  od jej powierzchni?

4. Jaka musiałaby być odległość od ziemi jeszcze jednego jej księżycy, któryby obiegał ziemię po kole w okresie 8 miesięcy?

5. Przyjmując, że masa Urana w stosunku do masy ziemi wyraża się liczbą  $14 \cdot 66$ , obliczyć:

a) w jakiej odległości od środka Neptuna krąży jego księżyc Ariel, jeżeli czas obiegu tego księżycy wynosi  $2^d 12^h 29^m 21^s$ ;

b) ile wynosi czas obiegu najdalszego z księżyców Urana, Oberona, który krąży naokoło Urana w odległości  $586.000 \text{ km}$ ?

**62. Przyptywy i odpływy mórz i oceanów.** Doświadczalne stwierdzenie wzajemnego przyciągania się ciał jest połączone przy badaniach w laboratorjach ziemskich z trudnościami, ponieważ przyciągania te są bardzo małe przy użyciu małych mas, z którymi można wykonywać doświadczenia. Istnieją wszakże zjawiska, które stwierdzają prawo Newtona w sposób bardziej bezpośredni, aniżeli ruchy orbitalne ciał naszego układu. Należą do nich przede wszystkim przyptywy i odpływy morza.

Przypuśćmy, że powierzchnia ziemi  $Z$  (ryc. 42) jest pokryta warstwą wody i że działa na nią nieruchoma masa  $M$ . Masa ta przyciąga wszystkie cząsteczki ziemi siłą, odwrotnie proporcjonalną do kwadratu odległości. Najsilniejsze więc jest przyciąganie w najbliższym masy  $M$  punkcie  $A$ , najslabsze zaś w najdalszym punkcie  $B$ ; we wszystkich innych punktach siła przyciągania ma wartości pośrednie. Skutkiem tego cała ziemia przesuwana się ku masie  $M$ , ale punkt  $A$  przesuwana się więcej, niż środek ziemi  $Z$ , punkt  $B$  zaś mniej; przesunięciom ulegną także wszystkie inne cząsteczki warstwy wodnej, stosownie do natężenia działającej na nie siły. W następstwie tego po stronie masy  $M$  i po stronie przeciwległej, a więc

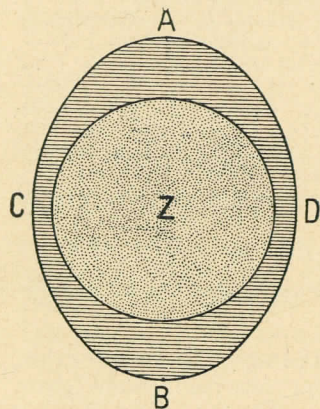


w punktach *A* i *B*, wytworzą się wypukłości warstwy wodnej, podczas gdy w innych częściach owej warstwy nastąpi obniżenie poziomu wody. Uzmysławia to rycina 42. W kierunku linii *MZ* warstwa wodna jest najgrubsza, w punktach *C* i *D* zaś najcieńsza. W punktach *A* i *B* jest zatem przyływ, w punktach *C* i *D* zaś odpływ.

Ponieważ ziemia wiruje, więc linia *MZ* przecina powierzchnię ziemi na coraz innym południku, zatem na coraz innym południku zdarza się przyływ. Są to w danej chwili te południki, na których masa *M* góruje lub dołuje. Przeciwnie południki, o  $90^\circ$  od poprzednich odległe, mają w tym samym czasie odpływ. Ponieważ ruchu wirowego ziemi nie czujemy, więc odnosi się wrażenie, że w danym punkcie powierzchni ziemi poziom wody perjdycznie, w okresie doby, dwa razy się podnosi i dwa razy obniża, w odstępach sześciogodzinnych.

W rzeczywistości zjawisko przyływów i odpływów, zachodzących na ziemi, jest o wiele bardziej złożone, aniżeli wypływałoby z powyższego przedstawienia. Przedewszystkiem bowiem zależy ono od działania nie jednej masy, ale zawsze dwóch, mianowicie księżycy i słońca. Kierunki, w których dwie te masy działają, tworzą ze sobą kąt, który z powodu ruchu ziemi ustawicznie się zmienia; z drugiej strony zmienia się też odległość obu tych ciał.

Pomimo to teoria zjawiska przyływów i odpływów nie nastreczałaby zbyt wielkich trudności, gdyby liczyć się musiała tylko z wymienionymi wyżej okolicznościami. Największa trudność teorii wynika stąd, że ziemia tylko w części jest pokryta wodą, i to o bardzo różnej głębokości w różnych miejscach.



Ryc. 42.

Pomijając szczegóły, zwrócimy uwagę tylko na okoliczności najważniejsze. Z teorii wynika, że działanie przyływowe jest wprost proporcjonalne do masy działającego ciała i odwrotnie proporcjonalne do kwadratu jego odległości. Łatwo stąd obliczyć, że działanie przyływowe słońca, pomimo jego wielkiej masy, wynosi tylko 0,47 działania księżycy. Zależnie więc od tego, czy dwa te ciała współdziałają, czy też przeciwdziałają sobie, wypadkowa ich działania zmieniać się musi w granicach od 0,53 do 1,47, gdy działanie samego księżycy przyjmujemy za jednostkę. W rzeczywistości z powodu zmian odległości granice te są znacznie rozleglejsze i można przyjąć, że przyływ w warunkach najdogodniejszych przewyższa trzykrotnie przyływ w warunkach najmniej korzystnych.

Jak wiemy, wielkość fazy księżycy zależy od kąta, jaki ze sobą tworzą kierunki, łączące środek ziemi ze środkami słońca i księżycy,

w sposób podobny, jak wypadkowa działania przyływowego tych dwóch ciał niebieskich. Wynika stąd, że natężenie przyływu zmieniać się musi wraz z fazą księżycy; największe być musi ono w czasie pełni i nowiu, najmniejsze zaś w czasie kwadr.

Fala przyływową idzie zawsze za księżycem, jako wywierającym wpływ przeważny, wskutek czego przyływ występuje w chwili górowania i dołowania księżycy. Z powodu ruchu własnego księżycy pomiędzy dwoma kolejnymi jego górowaniami upływa nie doba, ale średnio  $24^h 53^m$  (ustęp 42), a przyływ i odpływ następuje po sobie nie co 6 godzin, ale co  $6^h 13^m$ .

Liczne spostrzeżenia stwierdziły z całą ścisłością związek, zachodzący pomiędzy zjawiskiem przyływów i odpływów a działaniem księżycy i słońca, nie ulega też żadnej wątpliwości, iż ruch przyływowo-fal jest spowodowany przyciąganiem grawitacyjnym.

**63. Precesja.** Przyciąganie przez księżyc i słońce powoduje też zmiany perjdyczne w położeniu osi ziemskiej w przestrzeni. Pozostaje to zjawisko w ścisłym związku z kształtem ziemi.

Gdyby ziemia była kulą, wypadkowa wszystkich działań zewnętrznych na nią przechodziłaby przez jej środek, i przyciąganie słońca i księżycy nie mogłoby zmienić kierunku jej osi. Ale ziemia jest spłaszczone i posiada wypukłość w płaszczyźnie swego równika. A że działanie słońca przypada w płaszczyźnie ekliptyki, działanie zaś księżycy w płaszczyźnie jego drogi, mało względem ekliptyki nachylonej, więc działania te dążą do zbliżenia wypukłości ziemi do płaszczyzny ekliptyki. Ponieważ ziemia wiruje, więc coraz inna strona jej wypukłości podlega temu działaniu. Jak wykazują badania teoretyczne, skutek takiego działania musi być ten, że oś ziemską zmienia kierunek w przestrzeni, mianowicie zakreśla stożek dookoła osi ekliptyki w kierunku wstecznym, przyczem kąt między osią ziemską a osią ekliptyki zachowuje stałą wartość, równą pochyłości ekliptyki.

Powyższy wniosek teoretyczny znajduje się w zupełnej zgodzie z obserwacją. Mianowicie z osią ziemską wiruje też dookoła osi ekliptyki stale prostopadła do obu tych osi linia przecięcia płaszczyzny równika z płaszczyzną ekliptyki, t. j. linia równonocy (prosta  $\nabla$  na ryc. 31), w tym samym okresie i w tym samym kierunku. Wskutek tego punkty równonocne przesuwają się co rok o  $50'26''$  w stronę, przeciwną ruchowi ziemi. Zjawisko to, noszące nazwę *precesji*, zostało odkryte przez greckiego astronoma *Hipparcha* przed przeszło 2.000 lat.

Ruch wsteczny, czyli *cofanie się punktów równonocnych* o  $50'26''$  rocznie, sprawia, że obiegają one całą ekliptykę w okresie 25.800 lat, który to okres nazywa się *wielkim rokiem Platona*. Ten okres precesyjny, jak wspomnieliśmy, jest identyczny z okresem obrotu osi ziemskiej dookoła osi ekliptyki.

Kąt  $50'26''$ , o który rocznie punkty równonocne cofają się, nazywa się *stałą precesji*.

Skutkiem precesji długości gwiazd, jako liczone od punktu równonocy wiosennej w kierunku prostym, wzrastają corocznie o wyżej podaną ilość stałą, gdy szerokość nie ulega zmianie. Pociąga to za sobą też zmianę współrzędnych równikowych gwiazd. Gdy więc podaje się pozycję gwiazdy, należy zawsze podać też datę, dla któ-

rej ta pozycja jest ważna, czyli t. zw. *epokę*. Znałe prawa ruchu precesyjnego pozwalają zawsze na podstawie spólrzędnych gwiazdy w danej epoce znaleźć jej spólrzędne w jakiejś innej epoce, t. j. zredukować je na tę epokę. Tylko pozycje gwiazdy, zredukowane do jednej epoki, mogą być ze sobą porównywane.

Ponieważ bieguny świata są punktami przecięcia przedłużonej osi ziemskiej ze sklepieniem niebieskim, więc wskutek ruchu stożkowego osi bieguny świata zakreślają dokoła biegunów ekliptyki koła promieniem, równym  $\epsilon$ . Znając drogę biegunów pośród gwiazd, nietrudno wyznaczyć na niebie położenie biegunów w dowolnej epoce. Obecnie np. biegun północny znajduje się w bliskości gwiazdy  $\alpha$  Małej Niedźwiedzicy, która skutkiem tego nosi nazwę gwiazdy biegunowej. Za lat 13.000 biegun północny świata znajdować się będzie w bliskości gwiazdy  $\alpha$  Lutni, która wówczas będzie gwiazdą biegunową.

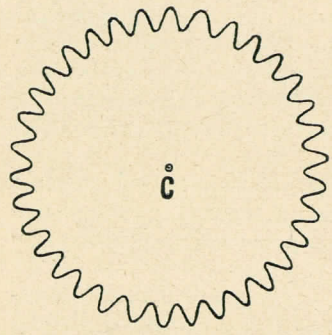
**64. Nutacja.** Gdyby księżyc poruszał się ściśle w płaszczyźnie ekliptyki, działanie jego przypadłoby w tej samej płaszczyźnie, co działanie słońca, i powodowałoby jednostajny ruch osi ziemskiej dokoła osi ekliptyki ze stałym kątem nachylenia obu osi. W rzeczywistości takie proste współdziałanie słońca i księżyca istnieje tylko w chwilach, gdy księżyc znajduje się w płaszczyźnie ekliptyki, a więc w jednym z dwóch punktów przecięcia jego drogi z płaszczyzną ekliptyki, zwanych węzłami. Działanie księżyca jest zmienne i zależy od nachylenia linii węzłów księżyca do płaszczyzny równika ziemskiego, w której przypada wypukłość ziemi. Gdy linja węzłów przypada w kierunku linii równonocy, wtedy leży ona w płaszczyźnie równika i wpływ księżyca w węzłach jest najmniejszy. Gdy zaś linja węzłów przypada w kierunku linii stanowisk, nachylenie jej względem równika jest największe i równa się pochyłości ekliptyki  $\epsilon$ . Wtedy wpływ księżyca w węzłach jest największy.

Skutkiem tego zmiennego działania księżyca jest to, iż nachylenie osi ziemskiej do osi ekliptyki jest zmienne, będąc raz nieco większe od pochyłości ekliptyki  $\epsilon$ , to znów nieco mniejsze. Te wahania, jako

zależne od położenia linii węzłów księżyca, odbywają się w tym samym okresie, wynoszącym  $18\frac{2}{3}$  roku (ustęp 43), w którym węzły dokonywają całkowitego obiegu na ekliptyce.

Zjawisko opisane nosi nazwę *nutacji* czyli *kołysania się osi ziemskiej*. Ruch nutacyjny polega na tem, że oś ziemską zakreśla dokoła swego średniego położenia małą elipsę, której połowa wielkiej osi wynosi  $9'21''$ . Wartość ta nazywa się *statą nutacji*.

Ruch nutacyjny łączy się z nieustającym ruchem precesyjnym w ten sposób, iż biegun równika zakreśla dokoła bieguna ekliptyki  $C$  nie koło, lecz linję falistą tej postaci, jak to przesadnie przedstawia rycina 43. Każda fala odpowiada  $18\frac{2}{3}$ -letniemu ruchowi bieguna, a na cały okres precesyjny przypada ich około 1.400. Na



Ryc. 43.

miejsu każdej z fal na rycinie należy sobie wyobrazić czterdzieści kilka fal tej postaci, jaką przedstawia rycina 44.



Ryc. 44.

Ponieważ ten ruch osi ziemskiej pociąga za sobą także zmianę pochyłości ekliptyki oraz zmianę położenia punktów równonocnych w okresie  $18\frac{2}{3}$ -letnim, więc skutkiem tego spólrzędne gwiazd ulegają również wahaniom w okresie  $18\frac{2}{3}$ -letnim. Przy redukcji na jakąś epokę musi więc być uwzględniona także nutacja.

## ROZDZIAŁ VIII

Kształt i rozmiary ziemi. Paralaksa dzienna. Zjawiska, zależne od atmosfery ziemskiej.

**65. Pomiar ziemi. Szerokość geograficzna i geocentryczna.** Gdyby ziemia była kulą, to do określenia jej rozmiarów wystarczyłoby zmierzyć jej promień  $R$ , który można obliczyć z łatwością, jeżeli się zmierzy długość  $s$  łuku dowolnego koła wielkiego, poprowadzonego na powierzchni ziemi, i jeżeli wiadomo, ile wynosi kąt środkowy  $\alpha$ , który temu łukowi odpowiada. Z proporcji

$$s : 2R\pi = \alpha : 360^\circ$$

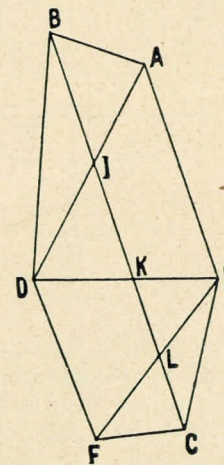
mamy bowiem:

$$R = \frac{360s}{2\pi\alpha} = 57 \cdot 296 \cdot \frac{s}{\pi} \text{ metrów,}$$

o ile  $s$  wyrażono w metrach,  $\alpha$  zaś w stopniach.

Pomiary  $s$  i  $\alpha$  najłatwiej wykonać dla łuku południka, przechodzącego przez dowolne dwie miejscowości  $B$  i  $C$  (ryc. 45), kąt  $\alpha$  bowiem przedstawia oczywiście różnicę szerokości geograficznych punktów  $B$  i  $C$ , odległość zaś tych punktów od siebie, czyli długość łuku  $s$ , wyznacza się metodą t. zw. *trójkątowania* czyli *triangulacji*, której zasada jest następująca:

Wymierza się najpierw długość odcinka  $AB$ , czyli tak zwaną *podstawę (basis)* pomiarów, poczem obiera się szereg dogodnych punktów  $D, E, F$  i t. d. na terenie, przyległym linii  $BC$ , oraz punkty  $I, K, L$  na linii  $BC$  i mierzy się zapomocą teodolitu kąty w trójkątach  $ABI, BID, DIK$  i t. d. W ten sposób np. w trójkącie  $ABI$  będzie znany bok  $AB$  oraz kąty, z których to elementów można obliczyć boki  $AI$  i  $BI$ . W trójkącie  $BDI$  znany jest zatem bok  $BI$  i kąty, możemy więc obliczyć bok  $DI$ , a w trójkącie  $DIK$



Ryc. 45.

możemy ze znanego boku  $DI$  i znanych kątów obliczyć bok  $IK$  i t. d. W ten sposób możemy obliczyć długość  $s$  odcinka  $BC$  jako sumę wyrachowanych odcinków  $BI$ ,  $IK$ ,  $KL$  i  $LC$ .

Z pomiarów takich okazało się, że długość odcinków południka, odpowiadających różnicy szerokości geograficznych, wynoszącej  $\alpha = 1^\circ$ , są coraz dłuższe w miarę zbliżania się od równika ziemi do jej biegunów. Wynika stąd, że ziemia nie jest kulą, lecz, że krzywizna jej maleje w miarę posuwania się ku biegunom, co oznacza, że ziemia jest u biegunów spłaszczona, jak o tem zresztą wspomnieliśmy już w ustępie 23.

Zapomocą takich pomiarów można określić kształt i rozmiary sferoidy ziemskiej; badania te są przedmiotem odrębnej nauki, zwanej geodezją. Według najnowszych pomiarów *Hayforda* (r. 1909) elementy sferoidy ziemskiej są następujące;

promień równika  $a = 6,378.388$  metrów,  
połowa osi ziemskiej  $b = 6,356.909$  metrów.

Średni promień ziemi  $R$ , określony równaniem

$$R = \frac{1}{3} (2a + b)$$

wynosi zatem  $R = 6,371.228$  metrów  $= 6.371.23$  km.

Jako miarę spłaszczenia ziemi przyjmuje się stosunek

$$c = \frac{a - b}{a}$$

który według *Hayforda* ma wartość  $c = \frac{1}{297}$ . Przy wyżej podanym kształcie ziemi południki mają w przybliżeniu kształt elips, których mimośród wynosi:  $e = 0.082$ .

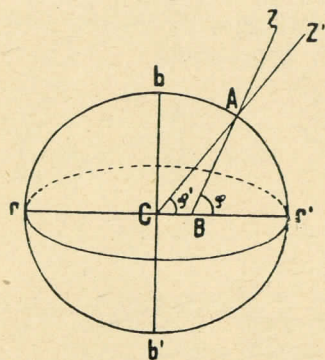
Skutkiem takiego kształtu ziemi kierunek pionu punktu  $A$  (ryc. 46), jako prostopadły do powierzchni ziemi, nie przechodzi przez środek ziemi  $C$ , ale przecina płaszczyznę równika w punkcie  $B$ , odległym od środka ziemi  $C$  o odcinek  $BC$ . Kierunek pionu punktu  $A$  nie leży zatem

na kierunku promienia ziemi  $AC$ . Kierunek pionu określa na sklepieniu niebieskim punkt  $Z$ , który jest *prawdziwym zenitem* punktu  $A$ , kierunek promienia ziemi w punkcie  $A$  określa na niebie punkt  $Z'$ , który jest *zenitem geocentrycznym* punktu  $A$ . Kąt  $ABr' = \varphi$  jest *szerokością geograficzną* punktu  $A$ , kąt  $ACr' = \varphi'$  zaś jest *szerokością geocentryczną* tegoż punktu.

Z trójkąta  $ABC$  widać, że szerokość geograficzna zawsze jest większa od szerokości geocentrycznej, a różnica ich

$$\varphi - \varphi' = \sphericalangle CAB = \sphericalangle ZAZ' \quad (28)$$

równa się odległości zenitu geocentrycznego od zenitu prawdziwego.



Ryc. 46.

Wartość tej różnicy zależy od szerokości geograficznej  $\varphi$  i wynosi ze znacznym przybliżeniem

$$\varphi - \varphi' = 690.66'' \cdot \sin 2\varphi - 1.156'' \cdot \sin 4\varphi \quad (29)$$

Wobec elipsoidalnego kształtu ziemi długość promienia ziemi jest w różnych szerokościach geograficznych różna. Zależność długości promienia ziemi  $r$  od szerokości geograficznej  $\varphi$  dana jest następującym równaniem:

$$r = a - (a - b) \cdot \sin^2 \varphi = 1 - c \cdot \sin^2 \varphi \quad (30)$$

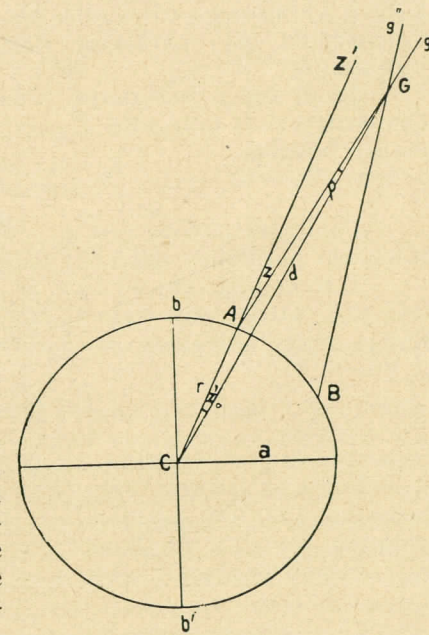
w czem  $a$ ,  $b$  i  $c$  mają podane wyżej wartości.

Zadania:

1. Na podstawie równania (29) obliczyć szerokość geocentryczną, odpowiadającą wyznaczonej w ćwiczeniu 4 ustępu 17 szerokości geograficznej.
2. Obliczyć szerokość geocentryczną Lwowa, przyjmując, że szerokość geograficzna Lwowa wynosi  $\varphi = 49^\circ 50' 11.2''$ .
3. Dla jakich szerokości geograficznych różnica szerokości geograficznych i geocentrycznych ma wartość zero?
4. Jaką największą wartość przybierać może różnica szerokości geograficznej i geocentrycznej i w jakiej szerokości geograficznej to następuje?
5. Obliczyć przy pomocy równania (30) długości promienia ziemi dla Rzymu, Warszawy i Spitzbergen.
6. Ile przeciętnie wynosi długość łuku łączącego dwie, leżące na tym samym południku miejscowości, których szerokości geograficzne różnią się o  $1^\circ$ ?

**66. Paralaksa dzienna.** Obserwując z punktu  $A$  (ryc. 47) na powierzchni ziemi jakieś ciało niebieskie  $G$ , widzimy je na sklepieniu nieba w punkcie  $g'$ .  $Z$  innego punktu powierzchni ziemi, np.  $B$ , to samo ciało  $G$  byłoby widoczne w kierunku  $BGg''$ , a więc w punkcie  $g''$ , różnym od punktu  $g'$ . Aby znaleźć położenie ciała  $G$ , niezależne od położenia obserwatora, które zmienia się nie tylko przez zmianę miejsca na powierzchni ziemi, lecz także wskutek ruchu wirowego ziemi, należy zredukować obserwowane pozycje do środka ziemi, t. zn. znaleźć na podstawie obserwowanego kierunku  $Ag'$  kierunek  $CG$ , w którymby ciało  $G$  byłoby widziane przez obserwatora, patrzącego ze środka ziemi  $C$ .

Spółrzedne ciała niebieskiego, wymierzone w pewnym miejscu spostrzeżeń, nazywają się *spółrzednymi topocentrycznymi*, spółrzedne zaś tego samego ciała  $G$ , widziane ze środka ziemi  $C$ , zowią się *spółrzednymi geocentrycznymi*. Kąt, utworzony przez kierunek geocen-



Ryc. 47.

tryczny  $CG$  z kierunkiem topocentrycznym, np.  $Ag'$ , nazywa się *paralaką dzienną* czyli *geocentryczną*. Kąt ten możemy z łatwością obliczyć, jeżeli odległość ciała  $G$  jest znana.

Promień ziemi  $AC$  przecina się w przedłużeniu ze sklepieniem niebieskim w zenicie geocentrycznym  $Z'$ . Kąt  $Z'AG = z'$  nazywa się *topocentryczną* czyli *pozorną odległością* ciała  $G$  od geocentrycznego zenitu  $Z'$ , kąt zaś  $Z'CG = z_o'$  jest *geocentryczną* czyli *prawdziwą odległością* od tegoż zenitu. Oznaczmy  $\sphericalangle AGC = p$ , to z trójkąta  $AGC$  wynika

$$z' = z_o' + p$$

Oznaczmy dalej  $CA = r$ ,  $CG = d$ , to z trójkąta  $AGC$  otrzymujemy

$$r : d = \sin p : \sin z'$$

oraz

$$\sin p = \frac{r}{d} \sin z' \quad (31)$$

Obserwacja daje jednak zawsze odległość od prawdziwego zenitu, t. j. kąt  $z$ . Z równania (28) wiemy jednak, że

$$z - z' = \varphi - \varphi'$$

zatem

$$z' = z - (\varphi - \varphi')$$

przyczem wartość różnicy  $(\varphi - \varphi')$  można dla każdej wartości kąta  $\varphi$  obliczyć ze wzoru (29), tak że wartość kąta  $z'$  w równaniu (31) można znaleźć dla każdej wartości  $z$  i  $\varphi$ . Ponieważ promień  $r$ , występujący w równaniu 31, może być również dla każdej wartości kąta  $\varphi$  obliczony z równania 30, przeto można zawsze wyrachować z równania (31) paralaksę dzienną  $p$ , jeżeli odległość  $d$  ciała  $G$  jest znana.

Jeżeli kąt  $p$  jest znany, wówczas możemy określić prawdziwą (geocentryczną) odległość  $Z_o$  ciała  $G$  od geocentrycznego zenitu  $Z'$ , mamy bowiem

$$z_o' = z' - p$$

Ponieważ zawsze jest  $p > 0$ , zatem  $z' > z_o'$ ; widzimy więc, że skutkiem paralaksy dziennej ciała niebieskie oddalają się od zenitu.

Z równania (31) wynika, że kąt  $p$  osiąga swą największą wartość  $p_{max}$  wtedy, gdy ciało  $G$  znajduje się na horyzoncie ( $z' = 90^\circ$ ). Kąt  $p_{max}$  jest określony równaniem: Zatem

$$\sin p_{max} = \frac{r}{d} \quad (32)$$

co wypływa z równania (31), gdy w niem podstawimy  $z' = 90^\circ$ .

Kąt  $p_{max}$ , zwany *paralaką poziomą*, zależy, jak to wskazuje równanie (32), od promienia  $r$ , którego największą wartością jest promień równika  $a$ . Oznaczając przez  $\pi$  największą wartość kąta  $p_{max}$ , odpowiadającą  $r = a$ , mamy z równania (32)

$$\sin \pi = \frac{a}{d} \quad (32')$$

Kąt  $\pi$ , określony równaniem (32'), nazywa się *paralaką poziomą równikową* i jest dla danego ciała niebieskiego wielkością stałą, jeżeli odległość tego ciała od ziemi nie zmienia się.

Uwzględniając równania (32) i (32'), możemy równanie (31) napisać także w postaci następującej

$$\sin p = \frac{r}{a} \cdot \sin \pi \sin z' \quad (31')$$

Zadania:

1. Paralaksą poziomą równikową słońca wynosi  $8'803''$ ; obliczyć jego odległość od środka ziemi, przyjmując promień równika ziemskiego za jednostkę długości.
2. Ile wynosiłaby paralaksą poziomą równikową drugiego księżyca ziemi, któryby krążył w odległości  $10^6 \text{ km}$  od środka ziemi?
3. Obliczyć paralaksę poziomą równikową najbliższej gwiazdy »Proxima Centauri«, wiedząc, że promień światła biegnie od niej do ziemi przez 4,3 lat.
4. Pewnej nocy obserwowano we Lwowie ( $\varphi = 49^\circ 50' 11''$ ) wysokość górowania księżyca  $h_g = 36^\circ 2' 30''$ . Przyjmując, że paralaksą poziomą równikową księżyca wynosiła w chwili obserwacji  $59' 11''$ , obliczyć prawdziwą (geocentryczną) odległość zenitalną księżyca.

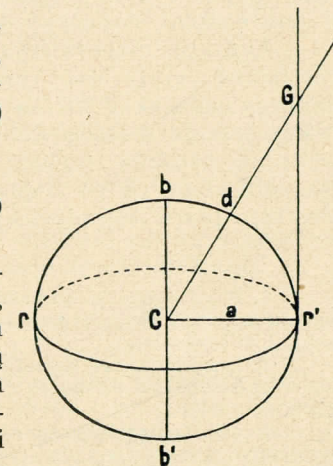
**67. Pomiar odległości ciał niebieskich.** Znaczenie paralaksy poziomej równikowej  $\pi$  objaśnia ryc. 48; z ryciny tej widzimy, że jest to  $\sphericalangle CGr'$ , pod którym promień równika ziemskiego  $a$  jest widoczny z ciała niebieskiego  $G$ .

Wyznaczenie paralaksy ciał niebieskich jest zadaniem nadzwyczaj ważnym, gdyż, znając paralaksę  $\pi$ , można z łatwością obliczyć odległość  $d$  z równania (32') mamy bowiem

$$d = \frac{a}{\sin \pi} = a \cdot \operatorname{cosec} \pi \quad (33)$$

Wyznaczenie paralaksy ciał niebieskich opiera się na obserwacjach tych ciał, dokonywanych równocześnie w dwóch rozmaitych miejscach kuli ziemskiej. Tą drogą określono paralaksę księżyca, która w średniej jego odległości od ziemi wynosi  $57' 27''$ , a wskutek zmian odległości księżyca od ziemi zmienia się od  $52'$  do  $62'$ .

Szczególną trudność przedstawia wyznaczenie paralaksy słońca, gdyż jest to kąt bardzo mały. Wyznacza się ją zazwyczaj pośrednio, t. j. określa się paralaksę jakiejś planety, która zbliża się do ziemi, bardziej niż słońce, i może być obserwowana w dogodniejszych, niż słońce, warunkach. Do tego celu nadają się szczególnie obserwacje Marsa lub niektórych małych planet, np. Erosa, w czasie opozycji, oraz obserwacje Wenerę wówczas, gdy zdarza się przejście jej przez tarczę słońca (ustęp 75). Planetoida Eros (ustęp 98) w niektórych przeciwstawieniach zbliża się bardziej do ziemi, niż Mars, i wówczas ma paralaksę większą, aniżeli jakakolwiek inna planeta; obserwacje Erosa dają więc duże szanse dokładniejszego wyznaczenia paralaksy słońca.



Ryc. 48.

Istnieje też wiele innych sposobów wyznaczania paralaksy słońca, jak np. na podstawie znanej z pomiarów astronomicznych wartości stałej aberracji rocznej, o czym wspomnieliśmy przy końcu ustępu 37. Przyjęta obecnie wartość średniej paralaksy słońca  $\pi = 8.803''$  jest wynikiem najprawdopodobniejszym, wypływającym ze wszystkich określeń, jako wartość przeciętna. Tej wartości odpowiada średnia odległość słońca od ziemi, wynosząca 23.431 promieni równika ziemskiego czyli 149,450.000 km; tyle zatem wynosi długość jednostki planetarnej.

Omawiana metoda wyznaczania paralaks ciał, wchodzących w skład układu słonecznego, zawodzi w zastosowaniu do gwiazd, te bowiem, obserwowane z dwóch możliwie najdalszych miejsc na ziemi, nie wykazują żadnego przesunięcia paralaktycznego, co oznacza, że odległości gwiazd są bardzo wielkie w porównaniu z odległościami ciał układu słonecznego. Z ustępu 36 wiemy, że bardzo drobne ruchy paralaktyczne, i to tylko w przypadku najbliższych gwiazd, można zauważyć jako odzwierciedlenie rocznego ruchu ziemi dokoła słońca, a więc dopiero wtedy, gdy obserwator zmienia miejsce spostrzeżeń w obszarze blisko 300,000.000 km. Z pomiarów tych przesunięć, dokonywanych obecnie niemal wyłącznie przy pomocy fotografowania pewnej okolicy nieba kilka razy w ciągu roku i wymierzania mikrometrycznego odległości obszarów gwiazd na kliszach, udało się otrzymać dotychczas blisko 2.000 paralaks rocznych gwiazd, a tem samem oznaczyć ich odległości od słońca (równanie 15).

Opisana metoda wyznaczania paralaks, zwana *metodą trygonometryczną*, może być stosowana tylko w przypadku tych gwiazd, których paralaksy nie są mniejsze od  $0.02''$ . W rozdziale XIV omówimy jeszcze metodę *Kohlschütter-Adamsa* oraz metodę panny *Leavitt*; ta ostatnia metoda umożliwiła poznanie ogromu i budowy wszechświata aż po najdalsze jego krańce, które jeszcze możemy dostrzec przez najpotężniejsze współczesne narzędzia.

Zadania:

1. Przyjmując, że wartość paralaksy poziomej równikowej księżycy wynosi średnio  $57' 2.7''$ , obliczyć średnią odległość księżycy od ziemi w promieniach ziemskich i w kilometrach.
2. Przyjmując, że wartość paralaksy poziomej równikowej księżycy zmienia się w granicach od  $52'$  do  $62'$ , obliczyć, w jakich granicach zmienia się jego odległość od ziemi.
3. Jaka odległość odpowiada najmniejszej paralaksie, którą można jeszcze wyznaczyć metodą trygonometryczną?

**68. Atmosfera ziemska. Absorbacja atmosferyczna.** Atmosfera ziemi jest nader złożoną mieszaniną gazów i pyłów, pochodzenia mineralnego i organicznego. Z gazów zawiera ona azot ( $78.03\%$ ), tlen ( $20.99\%$ ), argon ( $0.94\%$ ), dwutlenek węgla ( $0.03\%$ ), wodór ( $0.01\%$ ), neon ( $0.0015\%$ ), hel ( $0.00015\%$ ), krypton ( $0.0001\%$ ), a nadto znaczne ilości pary wodnej oraz ślady ozonu, węglowodorów i lotnych związków azotu i siarki. Prędkość powietrza wynosi przy powierzchni ziemi na poziomie morza przeciętnie  $760 \text{ mm}$  rtęci czyli  $1,013.200 \text{ dyn/cm}^2$ , gęstość zaś pod ciśnieniem  $760 \text{ mm}$  rtęci i w temperaturze  $0^\circ \text{C}$  wynosi  $0.001293 \text{ gr cm}^{-3}$ . Gęstość atmosfery maleje w miarę wznoszenia się ku górze. Wysokość atmosfery ziemskiej ocenia się na podstawie pewnych zjawisk, zachodzących w atmo-

sferze, jak np. z czasu trwania zmroku, z pomiarów wysokości zórz polarnych i z wysokości pojawiania się meteorów (ust. 107). Z pomiarów wysokości pojawiania się meteorów wiemy, że atmosfera w stanie znacznego rozrzedzenia istnieje jeszcze na wysokości  $400 \text{ km}$ , jednakowoż już na wysokości  $50 \text{ km}$  prędkość powietrza wynosi zaledwie drobny ułamek  $\text{mm}$  rtęci.

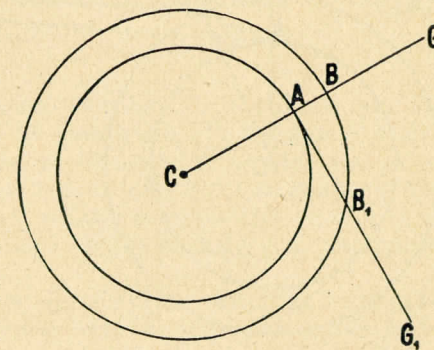
Zjawiskami, zachodzącymi w atmosferze, zajmuje się w ogólności *meteorologja*. Na zjawiska astronomiczne wpływa atmosfera w sposób dwójaki: przez pochłanianie czyli absorbcję i przez załamywanie czyli refrakcję promieniowania, biegnącego od ciał niebieskich do obserwatora na powierzchni ziemi.

*Absorbacja atmosferyczna* jest *ogólna* i *selektywna*. Pierwsza obejmuje promieniowanie wszystkich długości fal, przyczem jest ona tem znaczniejsza, im krótsza jest długość fali, tak że najsilniej są pochłaniane promienie fioletowe, najmniej czerwone. Absorbacja selektywna dotyczy tylko pewnych składników widma i charakteryzuje składniki atmosfery.

Jest rzeczą oczywistą, że absorbcja jest tem większa, im większą drogę światło przebiega w atmosferze, im mniejsza jest zatem wysokość gwiazdy ponad horyzontem. Wyjaśnia to rycina 49. Promień, idący od gwiazdy  $G$ , znajdując się w zenicie obserwatora  $A$ , przebiega w granicach atmosfery drogą  $AB$ , znacznie krótszą od drogi  $AB_1$ , którą przebiec musi promień światła, biegnącego od gwiazdy  $G_1$ , jeśli ta znajduje się na horyzoncie. W pierwszym przypadku sucha i czysta atmosfera pochłania w temperaturze  $0^\circ \text{C}$  i przy normalnym ciśnieniu  $16\%$  padającego promieniowania, w drugim znacznie więcej.

Wskutek wielkiej absorbcji w nieznacznych wysokościach ponad horyzontem mogą być widziane tylko najjaśniejsze gwiazdy i to tylko wtedy, gdy powietrze jest bardzo czyste. Bardzo wyraźnie wpływ absorbcji występuje w przypadku słońca, na które możemy swobodnie patrzeć, gdy ono znajduje się nisko nad horyzontem. Czerwona barwa słońca w czasie wschodu i zachodu jest następstwem wspomnianego wyżej silniejszego pochłaniania promieni o krótszej fali, podczas gdy promieniowanie czerwone, posiadające dłuższą falę, przechodzi przez atmosferę bez znaczniejszego osłabienia.

**69. Refrakcja astronomiczna.** Załamywanie światła przez atmosferę powoduje zjawisko, zwane *refrakcją astronomiczną*, które objawia się w sposób następujący. Promień  $GN$  (ryc. 50), idący od gwiazdy  $G$ , trafia atmosferę w punkcie  $N$  i załamuje się w kierunku  $NA$ , skutkiem czego obserwator, stojący na powierzchni ziemi w punkcie  $A$ , widzi gwiazdę  $G$  w kierunku  $AG_1$ , zamiast w kierunku  $AG$ , w którym gwiazda naprawdę się znajduje. Gwiazda zatem ma wskutek refrakcji odległość zenitalną  $z' = \sphericalangle ZAG_1$ , która jest mniejsza od prawdziwej odległości zenitalnej  $z = \sphericalangle ZAG$ . Różnicę praw-



Ryc. 49.

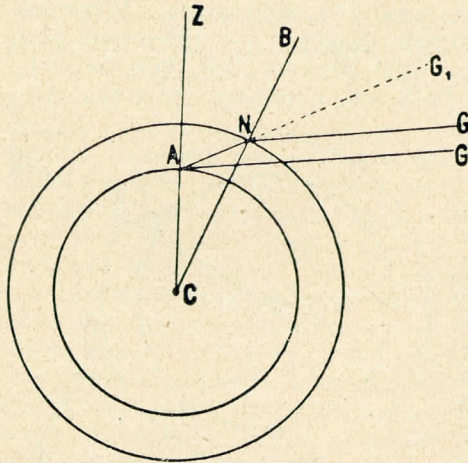
dziwej odległości zenitalnej  $z$  i pozornej  $z'$  nazywamy refrakcją i oznaczamy przez  $R$

$$R = \sphericalangle GAG_1 = z - z'$$

Wartość refrakcji  $R$  zależy od odległości zenitalnej  $z$  w przybliżeniu według równania

$$R = 60 \cdot 15'' \cdot \operatorname{tg} z \quad (34)$$

w którym współczynnik  $60 \cdot 15''$  nazywa się *stałą refrakcji*. Z równania (34) widzimy, że wpływ refrakcji ginie całkowicie w zenicie, a wzrasta wraz z odległością zenitalną  $z$ . Najsilniejszym jest zatem wpływ refrakcji na horyzoncie, gdzie odchylenie ku zenitowi wynosi prawie  $37'$ . Wskutek tego gwiazdy wcześniej wschodzą i później zachodzą, niżby to się działo, gdyby nie było refrakcji. W przypadku słońca refrakcja sprawia przedłużenie dnia, które u nas wynosi około 2 minut, w strefie biegunowej jednakże, gdzie słońce przez szereg dni pozostaje nad poziomem, przedłużenie dnia może wynosić więcej niż 1 dzień; na samych biegunach refrakcja skraca noc biegunową o całe trzy dni.



Ryc. 50.

Wpływ refrakcji na horyzoncie występuje wybitnie również w zmianie okrągłej tarczy słońca na owalną. Ponieważ dolny brzeg, jako bliższy horyzontu, podlega silniejszej refrakcji, niż górny, przeto średnica pionowa tarczy słonecznej jest skrócona o całą tę różnicę, wynoszącą  $6'$ , podczas gdy średnica pozioma nie zmienia swej długości.

Zadania i ćwiczenie:

1. Jaka refrakcja odpowiada odległościom zenitalnym:  $0^\circ$ ,  $10^\circ$ ,  $20^\circ$ ,  $30^\circ$ ,  $40^\circ$ ,  $50^\circ$ ,  $60^\circ$  i  $70^\circ$ ?
2. Obserwowana wysokość gwiazdy wynosiła  $h' = 52^\circ 16'$ ; ile wynosiła prawdziwa wysokość  $h$  tej gwiazdy po uwzględnieniu refrakcji astronomicznej?
3. Obserwować spłaszczenie tarczy słońca w chwili zachodu!

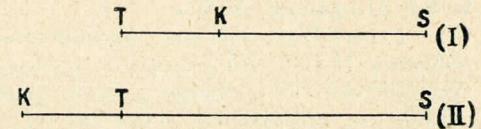
## ROZDZIAŁ IX

### Zaćmienia i zjawiska pokrewne

**70. Przyczyna zaćmień. Saros.** Zaćmienia słońca i księżyca należą do zjawisk, znanych już w najdawniejszych czasach. Polegają one na tem, że na słońce albo na księżyc, znajdujący się w pełni, w pewnej chwili nasuwa się cień, który pokrywa niekiedy słońce lub księżyc w całości, częściej zaś tylko pewną ich część,

a po pewnym czasie znowu ustępuje. Zależnie od tego, czy pograżenie w cieniu jest zupełne, czy też nie, odróżniamy *zaćmienia całkowite i częściowe*.

Zaćmienia księżyca zdarzają się tylko w czasie pełni, zaćmienia słońca tylko w czasie nowiu. Już te dwie okoliczności wskazują na to, że istnieje ścisła zależność pomiędzy zaćmieniami a względem położeniem słońca, księżyca i ziemi. Dalsze spostrzeżenia stwierdziły, że zaćmienia słońca i księżyca mogą zdarzać się tylko wtedy, gdy księżyc znajduje się w bliskości jednego ze swoich węzłów na ekliptyce, a więc w pobliżu płaszczyzny ekliptyki albo też w niej samej; a ponieważ w czasie zaćmień zawsze jest nów lub pełnia, t. j. księżyc znajduje się w połączeniu lub w opozycji ze słońcem, więc wynika stąd, że w czasie zaćmień środki słońca, ziemi i księżyca leżą przynajmniej w przybliżeniu na jednej prostej (ryc. 51).



Ryc. 51.

Spostrzeżenia te całkowicie wyjaśniają przyczynę zaćmień. Niechaj  $T$ ,  $K$  i  $S$  na ryc. 51 oznaczają ziemię, księżyc i słońce. W położeniu (I) księżyc  $K$  znajduje się dla ziemi  $T$  w połączeniu ze słońcem  $S$ , a więc jest nów i następuje zaćmienie słońca. W położeniu (II) księżyc znajduje się w opozycji ze słońcem, a więc jest pełnia, a ponieważ w tym wypadku ziemia nie dopuszcza promieni słońca do księżyca, następuje zaćmienie księżyca.

Gdyby droga księżyca leżała w płaszczyźnie ekliptyki, to w czasie każdego nowiu przypadłoby zaćmienie słońca, a w czasie każdej pełni zaćmienie księżyca. Ponieważ jednak płaszczyzna drogi księżyca jest względem płaszczyzny ekliptyki nachylona (ustęp 43), więc zazwyczaj w czasie nowiu i pełni ziemia, księżyc i słońce nie leżą na jednej linii prostej. Jednakże istnieje okres, po którym dana faza powtarza się znowu w tej samej odległości księżyca od węzła.

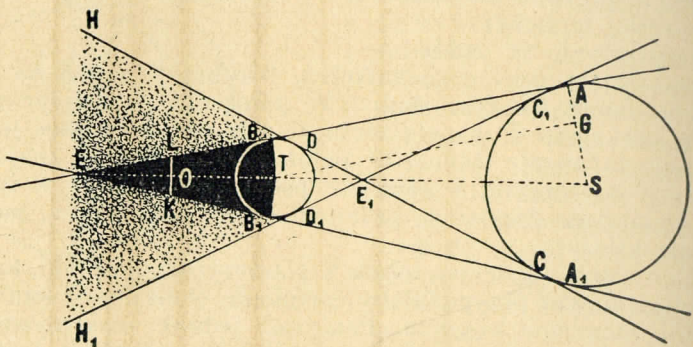
Przypuśćmy, że w pewnej epoce pełnia księżyca nastąpiła w czasie przejścia księżyca przez węzeł wstępujący. Następne zatem przejście księżyca przez węzeł nastąpi po upływie miesiąca smoczego, a więc po upływie  $27 \cdot 212$  dni, następna zaś pełnia po upływie miesiąca synodycznego, a więc po  $29 \cdot 531$  dniach, czyli w  $2 \cdot 319$  dni po przejściu księżyca przez tenże węzeł. W każdym następnym miesiącu pełnia zdarzać się będzie w coraz większej odległości od węzła, a po upływie takiego okresu czasu, w którym mieści się całkowita liczba miesięcy smoczych i synodycznych, pełnia nastąpi znowu w chwili przejścia księżyca przez węzeł wstępujący. Łatwo można przekonać się, że  $242$  miesiące smocze równają się prawie dokładnie  $223$  miesiącom synodycznym; okres ten, wynoszący  $6585$  dni, czyli  $18$  lat  $11$  dni, był już znany Babilończykom, którzy mu też nadali nazwę *saros*. Znając ten cykl oraz datę jakiegoś zaćmienia, można wyznaczyć wszystkie inne, odpowiadające tej dacie zaćmienia, dodając do owej daty lub odejmując od niej wielokrotność *saros*. Na podstawie tych okresów już w bardzo odległej starożytności kapłani chaldejscy przepowiadali zaćmienia księżyca i słońca.

## Zadanie :

Wiedząc, że w dniu 14 września 1932 r. nastąpi częściowe zaćmienie księżyca, podać trzy daty przyszłych i tyleż przeszłych zaćmień księżyca, odpowiadających temu zaćmieniu.

**71. Zaćmienia księżyca.** Zaćmienia księżyca, jak to było powiedziane, zdarzają się wtedy, gdy księżyc znajduje się na przedłużeniu prostej, łączącej środki słońca i ziemi, lub też blisko tej prostej. Bliższe szczegóły wypływają z ryciny 52, na której punkty  $S$  i  $T$  oznaczają środki słońca, względnie ziemi. Styczne zewnętrzne  $AB$  i  $A_1B_1$  do powierzchni słońca i ziemi określają *stożek pełnego cienia*  $BEB_1$ ; do punktów, leżących wewnątrz tego stożka, nie dochodzą wcale promienie słońca.

Prowadząc styczne wewnętrzne  $CD$  i  $C_1D_1$ , określamy *stożek półcienia*  $H_1EH$ ; do punktów, leżących w obrębie tego stożka, a na zewnątrz stożka pełnego cienia, promienie słońca dochodzą tylko częściowo, mianowicie tylko od tej części tarczy słońca, która z tych



Ryc. 52.

punktów może być widziana. Oświetlenie przedmiotów, znajdujących się w stożku półcienia, jest tem słabsze, im bliżej osi stożka one przypadają. Stożkiem półcienia nie mamy jednak potrzeby zajmować się, ponieważ jasność księżyca w miarę pogrążania się w stożek półcienia prawie wcale się nie zmienia, tak że dostrzegalne zaćmienie następuje dopiero wówczas, gdy księżyc pogrąży się w stożek pełnego cienia.

Ażeby księżyc mógł ulec zaćmieniu przez pogrążenie się w stożek pełnego cienia, musi jego odległość być mniejsza, aniżeli odległość  $TE$  wierzchołka stożka pełnego cienia  $E$  od środka ziemi  $T$ . Celem obliczenia wysokości stożka  $TE$  rysujemy do punktów styczności  $A$  i  $B$  promienie słońca  $AS$  i ziemi  $BT$ , a nadto odcinek  $TG$ , równoległy do stycznej  $AE$ ; wówczas z trójkąta  $ASE$  mamy:

$$ET : TS = BT : GS = AG : GS$$

a stąd

$$ET = \frac{TS}{GS} \cdot AG$$

Podstawiając w tem równaniu  $TS = 23.431$  (ustęp 67),  $AG = BT = 1$  i przyjmując (ustęp 85), że promień tarczy słońca  $AS$  jest

109·1 razy większy od promienia równika ziemi, otrzymujemy  $ET = 214\cdot8$ .

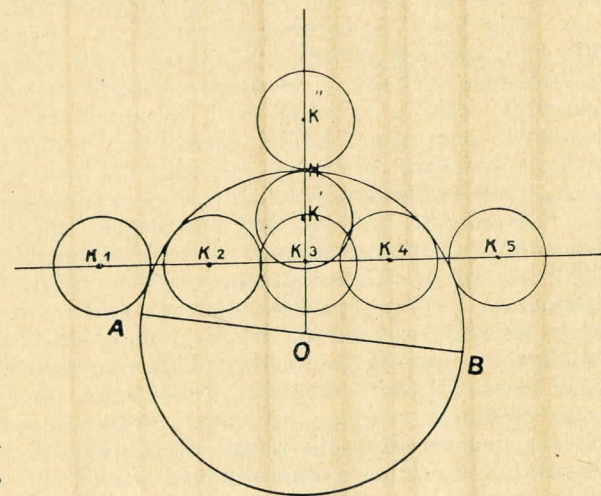
Odległość księżyca od ziemi wynosi jednak znacznie mniej, bo przeciętnie  $60\cdot3$  (ustęp 67), księżyc zatem może pogrążyć się w stożek pełnego cienia ziemi.

W celu wykazania, że księżyc może się całkowicie pogrążyć w stożku pełnego cienia ziemi, obliczmy promień koła  $u = KO$ , według którego stożek cienia  $BEB_1$  przecina się z płaszczyzną, poprowadzoną prostopadłe do jego osi w odległości księżyca od ziemi, czyli w odległości  $TO = 60\cdot3$ . Z ryciny 52 mamy

$$u = \frac{EO}{ET} = \frac{ET - OT}{ET} = \frac{214\cdot8 - 60\cdot3}{214\cdot8} = 0\cdot72$$

Promień księżyca, jak zobaczymy w ustępie 95, wynosi tylko  $0\cdot27$  promienia ziemi, a więc znacznie mniej od  $u = 0\cdot72$ ; księżyc może się zatem całkowicie pogrążyć w cieniu, a nawet pozostawać w nim przez czas dłuższy.

Niechaj na rycinie 53 koło o średnicy  $AB = 2u$  przedstawia przecięcie stożka cienia ziemi płaszczyzną, prostopadłą do jego osi, w odległości księżyca od ziemi. Średnica  $AB$  niechaj przypada w płaszczyźnie ekliptyki, a prosta  $K_1K_2 \dots K_5$  niechaj wyobraża drogę środka księżyca, której część, jak to widzimy na rycinie, przypada w granicach koła cienia. Ponieważ promień księżyca jest



Ryc. 53.

znacznie mniejszy od promienia koła cienia, więc księżyc może się pogrążyć w cieniu, chociaż nie znajduje się ściśle na ekliptyce. Jeszcze w położeniu  $K'$ , gdyby księżyc w biegu swoim tylko stykał się wewnątrznie z kołem cienia, zaćmienie byłoby całkowite, aczkolwiek w tym wypadku trwałoby tylko jedną chwilę. Jest to zatem położenie graniczne dla zaćmienia całkowitego. Granicznym zaś położeniem księżyca dla częściowego zaćmienia jest punkt  $K''$ , gdy księżyc w swej drodze styka się zewnętrznie z kołem cienia.

Widzimy więc, że chociaż księżyc nie musi znajdować się dokładnie w jednym z węzłów swej drogi, aby zaćmienie księżyca było możliwe, to wszakże musi się znajdować tak blisko któregoś z nich, aby jego odległość od środka cienia w chwili największego zbliżenia się do tego środka była mniejsza, niż różnica  $ON - NK'$  promienia stożka cienia i promienia księżyca, jeżeli zaćmienie ma być całkowite, a mniejsza od sumy  $ON + NK''$  tych promieni, jeżeli ma

być zaćmienie częściowe. Można obliczyć, że jeżeli w czasie pełni odległość księżycy od węzła jest mniejsza niż  $4^{\circ}5'$ , to przypaść musi całkowite zaćmienie księżycy, ale przypaść może jeszcze nawet przy odległości  $5^{\circ}29'$ : zależy to od wielkości promienia koła cienia w odległości księżycy od ziemi, która zmienia się wraz z odległością ziemi od słońca i księżycy od ziemi. Jeżeli odległość księżycy od węzła jest w czasie pełni mniejsza niż  $9^{\circ}10'$ , to musi nastąpić przynajmniej częściowe zaćmienie księżycy, ale zaćmienie częściowe możliwe jest jeszcze i w większych odległościach księżycy od węzła, aż do odległości  $12^{\circ}32'$ . Gdy odległość od węzła jest większa, niż  $12^{\circ}32'$ , zaćmienie księżycy jest już niemożliwe.

Czas trwania zaćmienia jest oczywiście tem dłuższy, im księżyc jest bliżej węzła, gdyż tem większą cięciwę przebiega środek księżycy wewnątrz koła cienia. Jeżeli węzeł znajduje się w samym środku koła cienia, to księżyc przebiega średnicę tego koła; zaćmienie w tym przypadku nazywa się *centralnem* i trwa najdłużej. Trwanie zaćmienia centralnego może dochodzić do trzech godzin.

Gdy księżyc przebiega drogę  $K_1, \dots, K_5$ , to początkiem zaćmienia księżycy jest chwila, w której styka się on ze stożkiem cienia ziemskiego, wchodząc do niego, końcem zaś chwila takiegoż zetknięcia przy wyjściu z cienia.  $K_1$  i  $K_5$  przedstawiają położenia księżycy w czasie początku i końca zaćmienia; podobnie  $K_2$  i  $K_4$  są to położenia księżycy w czasie początku i końca całkowitości zaćmienia, a  $K_3$  — w czasie środka zaćmienia, czyli w czasie *największej fazy*.

Zaćmienie księżycy jest oczywiście zjawiskiem, które zaczyna się i kończy jednocześnie dla wszystkich punktów powierzchni ziemi. Jest ono też widzialne jednocześnie wszędzie tam, gdzie w czasie zaćmienia księżyc znajduje się nad poziomem.

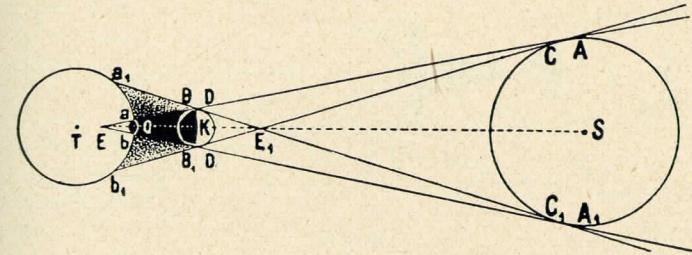
W czasie zaćmienia księżyc nigdy całkowicie nie znika, lecz wydaje się przykryty ciemnym gęstym woalem, a posiada zazwyczaj barwę brudno-czerwoną. Że księżyc, pogrążony w stożku pełnego cienia ziemskiego, przecież otrzymuje jeszcze promienie słoneczne, jest to skutkiem refrakcji promieni słonecznych w atmosferze ziemskiej, które po załamaniu przenikają do stożka cienia i oświetlają księżyc. A ponieważ przez atmosferę przechodzą przeważnie tylko promienie czerwone, gdy bardziej łamliwe zostają przez atmosferę pochłonięte (ust. 68), więc też zaćmiony księżyc wydaje się czerwonawym.

#### Zadania i ćwiczenie:

1. Jaki widok przedstawiałaby ziemia, obserwowana z powierzchni księżycy
  - a) w chwili całkowitego zaćmienia słońca na ziemi;
  - b) w chwili całkowitego zaćmienia księżycy na ziemi?
2. Obserwować i opisać przebieg zaćmienia księżycy!
3. W momencie częściowego zaćmienia księżycy w dniu 22 marca 1932 r. (niewidzialnego w Polsce) paralaksy poziome równikowe słońca i księżycy wynosić będą odpowiednio  $8'8''$ , względnie  $61'6'7''$ . Obliczyć:
  - a) odległość wierzchołka stożka pełnego cienia ziemi od jej środka;
  - b) kąt, jaki tworzyć będzie oś stożka z jego pobocznica;
  - c) promień koła, według którego pobocznica stożka będzie się przecinała z płaszczyzną, przechodzącą przez środek księżycy i prostopadłą do kierunku osi stożka cienia.

**72. Zaćmienia słońca i ich rodzaje.** Zaćmienia słońca zdarzają się wtedy, gdy księżyc, widziany z ziemi, przypada w tym samym

kierunku, co słońce, t. j. gdy zasłania słońce. Niechaj na rycinie 54  $S$  oznacza środek słońca,  $T$  środek ziemi, a na prostej  $TS$  w punkcie  $K$  niechaj znajduje się księżyc. Poprowadźmy styczne zewnętrzne do księżycy i słońca  $AB$  i  $A_1B_1$  oraz styczne wewnętrzne  $CD$  i  $C_1D_1$ , to pierwsze z nich określają stożek pełnego cienia księżycy  $BEB_1$ , drugie zaś jego stożek półcienia  $a_1E_1b_1$ . Z punktów, leżących wewnątrz stożka pełnego cienia, słońce wcale nie jest widzialne; w tych punktach jest zatem całkowite zaćmienie słońca. Z punktów zaś, leżących wewnątrz stożka półcienia, widzialna jest tylko część słońca; w tych punktach zatem można spostrzegać częściowe zaćmienie słońca.



Ryc. 54.

Z ryciny 54 widzimy, że ziemia w stożku pełnego cienia pomieścić się nie może, gdyż promień jej jest blisko 4 razy większy od promienia księżycy, który wynosi  $0.27$  promienia ziemi. Zaćmienie całkowite słońca nie może więc być nigdy widzialne na całej tej półkuli, która ma słońce nad poziomem, jak to jest przy zaćmieniu księżycy. Natomiast na niewielkiej części powierzchni ziemi może wypaść zaćmienie całkowite słońca, jeżeli stożek pełnego cienia dosięga powierzchni ziemi; zaćmienie całkowite istnieje zatem wewnątrz koła  $ab$ , według którego powierzchnia stożka cienia pełnego przecina się z powierzchnią ziemi. Odległość  $KE$  wierzchołka  $E$  stożka pełnego cienia księżycy od jego środka  $K$  możemy obliczyć, podobnie jak w przypadku stożka cienia ziemi w ustępie poprzednim. Jeżeli przez  $R_s$  oznaczymy promień kuli słonecznej, przez  $r$  promień księżycy, a przez  $d$  jego odległość od słońca, to mamy

$$KE = \frac{d}{R_s - r} \cdot r$$

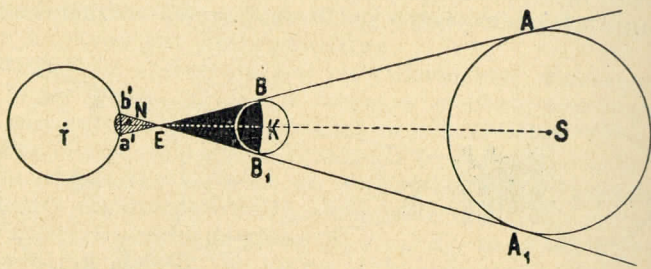
Podstawiając  $R_s = 109.1$ ,  $r = 0.27$ ,  $d = 23.431 - 60.3$ , otrzymujemy  $KE = 58.3$ , jako średnią odległość wierzchołka stożka pełnego cienia księżycy od jego środka.

Ponieważ odległość środków ziemi i księżycy wynosi średnio  $60.3$ , a zatem odległość powierzchni ziemi od środka księżycy wynosi  $59.3$ , więc  $KE < KO$ . Gdy więc księżyc i słońce znajdują się w średniej odległości od ziemi, stożek cienia księżycy nie dosięga powierzchni ziemi. Ale wysokość stożka  $KE$  jest zmienna; jak wpływa ze wzoru na  $KE$ , jest ona tem większa, im większa jest odległość księżycy od słońca. Z drugiej strony jednakże nawet przy mniejszej wysokości stożek cienia może dosięgnąć powierzchni



ziemi, jeżeli odległość księżycy od ziemi  $KT$  jest mniejsza od odległości średniej.

Zaćmienie obejmuje oczywiście tem większy obszar, im dalej stożek cienia sięga poza powierzchnię ziemi. Ale księżyc może oddalać się od ziemi na odległość 66 promieni ziemskich (ust. 67); wtedy stożek pełnego cienia nie dosięga ziemi, nawet gdy wysokość jego jest największa i gdy nów przypada w chwili przejścia księżycy przez węzeł. Przedłużając w tym przypadku stożek pełnego cienia



Ryc. 55.

do przecięcia się z powierzchnią ziemi (ryc. 55), widzimy, że z punktów, leżących wewnątrz tego przedłużonego stożka (np. z punktu  $N$ ), księżyc jest widoczny jako rzut na tarczę słońca, której jednakże całkowicie nie pokrywa, pozostawiając niezastoniętą część zewnętrznej tarczy. Takie zaćmienie nazywa się *pierścieniowe*; widzialne ono jest na powierzchni ziemi we wszystkich punktach, ograniczonych kołem  $a'b'$ .

Punkty, zawarte wewnątrz stożka półcienia, a leżące nazewnątrz stożka pełnego cienia i jego przedłużenia, mają zaćmienie słońca częściowe. Łatwo obliczyć, że w odległości ziemi od księżycy promień stożka półcienia równa się zaledwie  $\frac{1}{4}$  części promienia ziemskiego, że więc zawsze tylko część półkuli, zwróconej ku słońcu, może znajdować się w stożku półcienia, a więc też mieć zaćmienie częściowe.

#### Zadania i ćwiczenie:

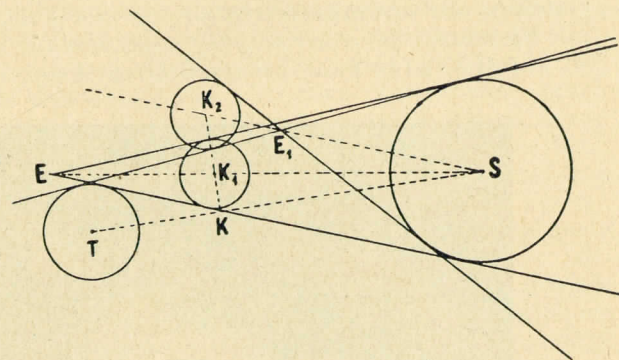
1. Czy możliwe jest pierścieniowe zaćmienie księżycy?
2. Jakiego rodzaju zaćmienia słońca i ziemi możnaby obserwować z powierzchni księżycy?
3. Zaobserwować i opisać przebieg zaćmienia słońca!
4. W momencie zaćmienia słońca w dniu 28 kwietnia 1928 r. paralaksy poziome równikowe księżycy i słońca wynosiły odpowiednio  $57^{\circ}29'7''$ , względnie  $8'7''$ . Obliczyć:

- a) odległość wierzchołka stożka pełnego cienia księżycy od środka ziemi;
- b) kąty widzenia tarcz słońca i księżycy;
- c) i ewentualnie promień koła, według którego powierzchnia ziemi przecina się z poboczną stożka pełnego cienia księżycy.

**73. Częstość zaćmień słońca i księżycy.** Skutkiem obrotu ziemi dokoła osi coraz inna część powierzchni ziemi spotyka się ze stożkami cienia księżycy, a wrażenie otrzymuje się takie, że cień przebiega po powierzchni ziemi z zachodu na wschód. W ten sposób zaćmienia słońca przebiegają na powierzchni ziemi pasami. Szerszy znacznie *pas półcienia* obejmuje te punkty, dla których zaćmienie jest częściowe, węższy zaś, zaledwie na kilka lub kilkadziesiąt *km*

szeroki, *pas pełnego cienia*, zajmuje mniej więcej środek pasa półcienia i obejmuje tę część powierzchni ziemi, na której zaćmienie jest całkowite. Zaćmienie rozpoczyna się kolejno w coraz bardziej na wschód położonych punktach tego pasa.

Podobnie jak zaćmienia księżycy, zdarzać się mogą zaćmienia słońca także wówczas, gdy księżyc w czasie nowiu nie znajduje się ściśle w węźle; wystarczy, gdy znajduje się on w pewnej niezbyt wielkiej odległości od węzła. Graniczne bowiem położenie księżycy nazewnątrz ekliptyki, przy którym zaćmienie całkowite przestaje być możliwe, jest to, gdy stożek pełnego cienia księżycy jest styczny do powierzchni ziemi. Graniczne zaś położenie dla zaćmienia częściowego istnieje wtedy, gdy stożek półcienia jest styczny do powierzchni ziemi. Dwa te krańcowe położenia księżycy przedstawione są przez  $K_1$  i  $K_2$  na ryc. 56. Prosta  $TS$ , łącząca środek ziemi ze środkiem słońca, leży w ekliptyce, a więc odcinki  $K_1K$  i  $K_2K$  przedstawiają krańcowe dla zaćmień słońca odległości księżycy od ekliptyki.



Ryc. 56.

Znając odległość księżycy od ziemi i ziemi od słońca, oraz rozmiary słońca, ziemi i księżycy, można obliczyć, w jakich odległościach od węzłów zachodzą owe krańcowe odległości księżycy od ekliptyki. Są to oczywiście ilości zmienne wobec zmiennej odległości księżycy i słońca od ziemi. Nietrudno wykazać, że zaćmienie słońca, całkowite lub pierścieniowe, musi nastąpić, gdy w czasie nowiu odległość księżycy od jednego z węzłów jest mniejsza, niż  $9^{\circ}43'$ , ale nastąpić jeszcze może, gdy odległość od węzła nie przekracza  $12^{\circ}18'$ . Zaćmienie słońca częściowe następuje zawsze, gdy w czasie nowiu odległość od jednego z węzłów jest mniejsza, niż  $14^{\circ}51'$ , ale może jeszcze nastąpić przy odległości  $18^{\circ}43'$ . Gdy odległość księżycy od węzła przekracza  $18^{\circ}43'$ , zaćmienie słońca nie jest już możliwe.

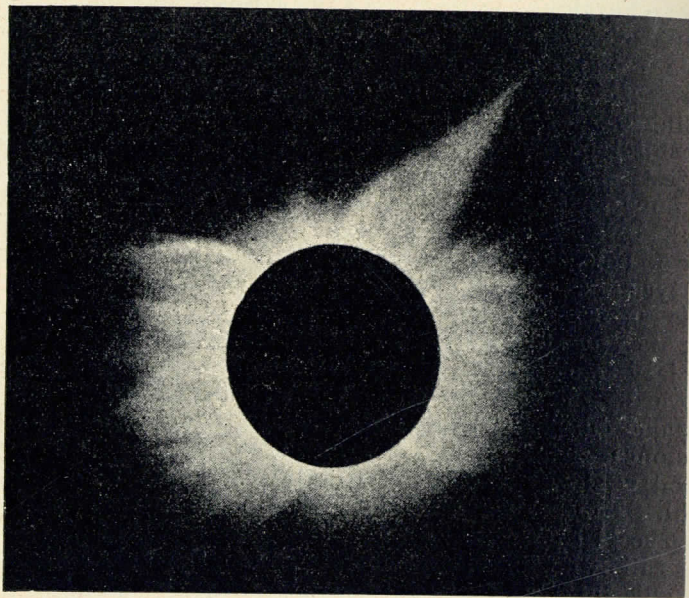
Porównyując te liczby z odpowiednimi liczbami, odnoszającymi się do zaćmień księżycy (ust. 71), widzimy, że te ostatnie są mniejsze. Ponieważ największa odległość od węzła, w której może nastąpić zaćmienie księżycy, wynosi tylko  $12^{\circ}32'$ , a zaćmienie słońca może nastąpić jeszcze w odległości  $18^{\circ}43'$ , więc zaćmienia słońca zdarzają się

$$\frac{18^{\circ}43'}{12^{\circ}32'} = 1.5$$

razy częściej, niż zaćmienia księżycy. Średnio więc na dany okres czasu przypadają trzy zaćmienia słońca, a tylko dwa zaćmienia księżycy.

Liczby te odnoszą się jednak do kuli ziemskiej, jako całości. Dla danego punktu na powierzchni ziemi zaćmienie księżyca jest zjawiskiem o wiele częstszym, niż zaćmienie słońca, ponieważ jest ono widzialne na całej tej półkuli ziemi, która ma księżyc nad poziomem; zaćmienie słońca natomiast obejmuje zawsze jedynie wąski stosunkowo pas, a tylko w bardzo wąskiej strefie środkowej tego pasa zaćmienie bywa całkowite.

**74. Znaczenie zaćmień słońca dla poznania jego przyrody.** Całkowite zaćmienia słońca trwają zazwyczaj bardzo krótko, tak że w najkorzystniejszych warunkach trwanie jego nie przekracza siedmiu minut. Ciemność, jaka towarzyszy całkowitemu zaćmieniu słońca, nie jest zupełna, gdyż poza brzegami tarczy księżyca ukazują się utwory



Ryc. 57.

słoneczne, w zwyczajnych warunkach niewidoczne z powodu ich stosunkowo małej jasności w porównaniu z tarczą słoneczną i oświetleniem tłem nieba; temi utworami są t. zw. *protuberancje* i *korona słoneczna* (ustępy 89 i 90). Ryc. 57 przedstawia zaćmienie słońca dnia 8 sierpnia 1896 r. według zdjęcia fotograficznego, wykonanego przez Hańskiego.

Obserwacje całkowitych zaćmień słońca mają ważne znaczenie w badaniach budowy słońca. Dzięki zaćmieniom jedynie dowiedziano się wogóle o istnieniu korony słonecznej i protuberancji; gdy wszakże protuberancje później nauczono się obserwować w czasie dowolnym, korona pozostała dotychczas zjawiskiem, widzialnym tylko w czasie zaćmień. Cały szereg zagadnień z dziedziny przyrody słońca oczekuje rozwiązania, które może być osiągnięte tylko przez obserwacje całkowitych zaćmień słońca, o czym obszerniej będzie mowa w rozdziale XI. Dlatego to nieliczne chwile całkowitych zaćmień słońca

są nadzwyczaj cenne i uczeni nie szczędzą ofiar, aby te chwile z pożytkiem wyzyskać. Do najdalszych zakątków ziemi, jeżeli tylko dostęp do nich jest możliwy i warunki obserwacji wydają się dogodne, udają się ekspedycje naukowe, a olbrzymi materiał obserwacyjny, zebrany dotąd w czasie zaćmień, świadczy najlepiej, jak pożyteczne dla nauki były poniesione trudy.

**75. Zjawiska, pokrewne zaćmieniom.** Prócz zaćmień słońca i księżyca istnieje szereg zjawisk, z natury swojej do tych zjawisk zbliżonych. Należą do nich przedewszystkiem przejścia planet dolnych, Merkurego i Wenus, przed tarczą słońca. Przejścia te zdarzają się wówczas, gdy planety te w czasie dolnego połączenia ze słońcem znajdują się w jednym z węzłów swych dróg lub też w ich bliskości. Zjawiska te powtarzają się okresowo, mianowicie przejścia Merkurego dość często, bo przeciętnie 13 razy na 100 lat, przejścia zaś Wenus tylko 4 razy w ciągu 243 lat, w odstępach 8, 105·5, 8 i 121·5 lat. Przejścia Wenus obserwuje się, jak wspomnieliśmy w ustępie 67, w celu wyznaczenia paralaksy słońca.

Dalej do zjawisk, pokrewnych zaćmieniom, należą zakrycia gwiazd lub planet przez księżyc oraz zakrycia gwiazd przez planety. Obserwacje zakryć gwiazd przez księżyc wykonywa się głównie w celu wyznaczenia długości geograficznej miejsc spostrzeżeń, albo też w celu dokładnego pomiaru promienia tarczy księżyca. Prócz tego wszystkie wspomniane zjawiska mają znaczenie w badaniach atmosfery planet i księżyca.

Prócz zaćmień naszego księżyca można obserwować jeszcze zaćmienia księżyców innych planet, mianowicie księżyców Jowisza i Saturna. Zaćmienia księżyców Jowisza są zjawiskami bardzo częstymi, ponieważ stożek cienia Jowisza, jako największej z planet, jest bardzo długi i księżycy jego w czasie każdego widzianego z nich połączenia Jowisza ze słońcem ulegają zaćmieniu. Są to zjawiska, zdarzające się równocześnie dla wszystkich punktów ziemi, z których je można obserwować, i dlatego nadają się do wyznaczania różnicy długości geograficznej miejsc spostrzeżeń.

#### Ćwiczenia:

1. Obserwować zjawisko, zakrycia gwiazdy przez księżyc i zanotować dokładnie czas w momentach, gdy gwiazda znika za tarczą księżyca i gdy ponownie się ukazuje. Przepowiednie zakryć podane są w kalendarzach astronomicznych.
2. Obserwować (przez lunetę) konfiguracje czterech najjaśniejszych księżyców Jowisza i obserwować ich zaćmienia, notując dokładnie czas. Konfiguracje księżyców należy narysować w zeszycie! Konfiguracje są podane na cały rok naprzód w kalendarzach astronomicznych.

## ROZDZIAŁ X

### Gwiazdy stałe

**76. Odległości gwiazd.** Jak wiemy z ustępu 67, wyznaczanie odległości gwiazd wymaga znajomości paralaksy rocznej  $\pi$ , t. j. kąta, pod którym z odległości gwiazdy  $\Delta$  widoczna jest jednostka planetarna  $a$ , mamy bowiem

$$\Delta = a \cdot \text{ctg } \pi = \text{cosec } 1'' \cdot \frac{a}{\pi} = 206.265 \cdot \frac{a}{\pi}$$

Widzimy stąd, że gdyby paralaksa roczna gwiazdy wynosiła  $1''$ , to gwiazda ta byłaby odległa od nas o  $206.265$  jednostek planetarnych czyli o  $3.084.10^{13}$  km.

W rzeczywistości paralaksy wszystkich gwiazd są mniejsze od  $1''$ , to znaczy, że odległości gwiazd są większe od  $206.265$  jednostek planetarnych. W celu uniknięcia wielkich liczb wyrażamy odległości gwiazd w jednostkach znacznie większych, aniżeli jednostka planetarna, mianowicie w *latach światła* i w *parsekach*. *Rokiem światła* nazywamy długość drogi, którą promień światła (biegnący z prędkością  $c = 2.998.10^{10}$  cm sek $^{-1}$ ) przebiega w ciągu jednego roku; łatwo obliczyć, że rok światła równa się  $63.310$  jednostek planetarnych czyli  $9.463.10^{12}$  km. *Parsekiem* nazywamy długość, z której jednostka planetarna czyli odcinek  $a = 1.4945.10^{12}$  km, widoczny jest pod kątem  $1''$ ; parsek, jak łatwo obliczyć, równa się  $3.258$  lat światła, czyli  $206.265$  jednostek planetarnych, czyli  $3.084.10^{13}$  km.

Do gwiazd najbliższych należą między innymi: Proxima Centauri ( $\pi = 0.765''$ ),  $\alpha$  Centauri ( $\pi = 0.758''$ ), Syrjusz ( $\pi = 0.371''$ ),  $\tau$  Wieloryba ( $\pi = 0.315''$ ), Procyon ( $\pi = 0.312''$ ),  $\epsilon$  Erydanu ( $\pi = 0.310''$ ), 61 Łabędzia ( $\pi = 0.300''$ ) oraz  $\epsilon$  Indusa ( $\pi = 0.281''$ ).

Jak wspomnieliśmy w ustępie 67, gwiazd, których paralaksa jest większa od  $\pi = 0.02''$ , jest niespełna 2000; tyle zatem gwiazd znajduje się w odległościach, niewiększych aniżeli 50 parseków, czyli 165.6 lat światła. Wszystkie inne gwiazdy, a ilość ich jest olbrzymia, znajdują się w odległościach znacznie większych, wynoszących setki, tysiące i dziesiątki tysięcy lat światła (ustęp 118). Cały nasz układ planetarny, oglądany przez obserwatora, umieszczonego na dowolnej, nawet najbliższej gwiazdzie, wydawałby się drobiazgiem mniejszym, aniżeli którakolwiek z planet dla obserwatora ziemskiego. Oczywiście z tak wielkich odległości tylko ciała, posiadające własne światło, mogą być widziane; z ciał naszego układu mogłoby być widziane tylko słońce, i to w tej samej postaci, w jakiej my widzimy gwiazdy, t. j. również jako gwiazda. Stąd odwrotnie możemy wnioskować, że gwiazdy są to bryły, świecące własnym światłem, z natury swej i rozmiarów podobne do słońca, że są to, jednym słowem, odległe słońca. Jeżeli dokoła tych słońc krążą bryły ciemne, podobne do planet naszego układu, co jest możliwe, to dostrzec ich nie jesteśmy w stanie.

Zadania:

1. Obliczyć odległość Syrjusza w jednostkach planetarnych, w latach światła, w parsekach i w kilometrach, przyjmując, że paralaksa Syrjusza wynosi  $\pi = 0.371''$ .
2. Paralaksa gwiazdy  $\alpha$  Centauri ( $\pi = 0.758''$ ) obarczona jest błędem  $\pm 0.010''$ ; ile wynosi ten błąd w jednostkach planetarnych i w kilometrach.
3. Anderson i Pease, zdołali wymierzyć średnice pozorne gwiazd: Antares, Betelgeuze i Arktura, otrzymując odpowiednio:  $0.040''$ ,  $0.047''$  i  $0.024''$ . Przyjmując, że paralaksy tych gwiazd wynoszą odpowiednio:  $0.026''$ ,  $0.017''$  i  $0.080''$ , obliczyć, ile razy objętości tych gwiazd przewyższają objętość:
  - a) naszego słońca;
  - b) ziemi?

**77. Migotanie gwiazd. Irradycja.** Gwiazdy można odróżnić od widocznych gołym okiem planet już na podstawie ich żywego, w bliskości horyzontu silnie migocącego światła, podczas gdy światło planet jest zawsze równe i spokojne. Przyczyną tego *migotania* czyli *scintylacji* gwiazd jest atmosfera ziemska, w której promienie rozszczepiają

się i podlegają interferencji. Interferencji podlega tylko światło gwiazd stałych, ponieważ wielkość kątowa ich średnic, obserwowanych z ziemi, jest znikoma, i obrazy gwiazd powinnyby przedstawiać się jako punkty świetlne. U planet, które widziane są jako małe tarcze, i świecą światłem odbitem, zjawisko migotania nie występuje.

Że jasne gwiazdy przedstawiają się nam w istocie nie jako punkty, lecz jako drobne tarcze, szczególnie gdy patrzymy na nie oczyma nieuzbrojonymi, należy to przypisać również atmosferze ziemskiej, mianowicie szybko zmiennemu wpływowi refrakcji atmosferycznej, oraz zjawisku *iradycji*, polegającemu na tem, że jasne przedmioty na ciemnym tle wydają się nam większymi. Widziane przez teleskop gwiazdy tem się różnią od planet, że planety przedstawiają się jako mniejsze lub większe tarcze, w zależności od powiększenia, które zostało zastosowane, gwiazdy zaś nawet przy najsilniejszych powiększeniach pozostają punktami. Im soczewka lunety jest doskonalsza, tem obraz gwiazdy zbliża się bardziej do idealnego punktu, co jest okolicznością nader ważną, umożliwiającą dokładne pomiary pozycyj gwiazd.

**78. Jasność i barwa gwiazd.** Porównyując między sobą gwiazdy, stwierdzamy, że jasność ich jest rozmaita. W astronomji jest przyjęty podział gwiazd ze względu na ich jasność na t. zw. *wielkości fotometryczne*.

Podział gwiazd według wielkości pochodzi jeszcze z czasów starożytnych i został nam przekazany w katalogu gwiazd *Ptolemeusza*. Najjaśniejsze gwiazdy zostały tam zaliczone do pierwszej wielkości, najdrobniejsze zaś do szóstej, pozostałe do wielkości pośrednich od drugiej do piątej. Z chwilą wynalezienia teleskopu podział ten okazał się niewystarczającym, należało bowiem rozszerzyć go na gwiazdy, dostrzegalne tylko w teleskopach, a nadto okazała się potrzeba wyrażenia w skali wielkości fotometrycznych ciał bardzo jasnych, np. słońca, księżycy i niektórych bardzo jasnych planet. Uzyskano to w ten sposób, że gwiazdy słabsze od 6-ej wielkości zaliczono do 7-ej, 8-ej i t. d. wielkości, ciała zaś jaśniejsze od 1-ej wielkości do wielkości zerowej i do wielkości ujemnych.

Wielkość fotometryczna znajduje się oczywiście w związku z jasnością. Według J. Herschla gwiazda 1-ej wielkości jest około 100 razy jaśniejsza od gwiazdy 6-ej wielkości, t. zn. że stosunek jasności dwu gwiazd, których wielkości różnią się o jednostkę, wynosi  $\sqrt[5]{100} = 2.5119$ . Jeżeli więc przez  $E_n$  i  $E_{n+1}$  oznaczymy jasności dwu gwiazd, których wielkości są odpowiednio  $n$  i  $n+1$ , to zgodnie z powszechnie przyjętą umową mamy

$$\frac{E_n}{E_{n+1}} = \sqrt[5]{100} = 2.5119 \quad (35)$$

a więc

$$\log \frac{E_n}{E_{n+1}} = 0.4 \quad (35')$$

Zgodnie z określeniem (35') będzie w ogólności dla dwóch gwiazd, których wielkości są  $m$  i  $n$

$$\log \frac{E_m}{E_n} = 0.4 (n - m) \quad (36)$$

względnie

$$\frac{E_m}{E_n} = 10^{0.4(n-m)} = (10^{0.4})^{n-m} = (2.5119 \dots)^{n-m} \quad (36')$$

Wzory (36) i (36') pozwalają wyznaczyć stosunek jasności dwóch gwiazd, których wielkości fotometryczne  $m$  i  $n$  są znane, i odwrotnie, znaleźć różnicę wielkości dwóch gwiazd, gdy znany jest stosunek ich jasności. Ponieważ stosunki jasności dwóch dowolnych gwiazd przedstawiają bardzo rozmaite wartości, wobec tego wielkości gwiazd muszą się wyrażać w ogólności liczbami ułamkowymi.

Aby móc jasność każdej gwiazdy umieścić w skali wielkości, trzeba jeszcze obrać jakiś początek skali. Początek taki określa np. skala obserwatorium Harvarda w ten sposób, że dla gwiazdy polarnej, t. j.  $\alpha$  Niedźwiedzicy Małej, przyjmuje wielkości 2.15. Skala ta jest obecnie powszechnie przyjęta w zastosowaniu do gwiazd wszystkich wielkości, t. j. widzianych okiem nieuzbrojonym i teleskopowych.

Obserwowana wielkość  $m$  gwiazdy, czyli t. zw. wielkość wizualna, zależy nie tylko od ilości wysyłanej przez gwiazdę energii świetlnej, lecz także od jej odległości od obserwatora; to też samej wielkości wizualnej gwiazdy  $m$  nie możemy uważać za miarę jej rzeczywistej jasności. Porównanie gwiazd pod względem jasności rzeczywistej jest najdogodniejsze wtedy, gdy pomyślimy sobie wszystkie gwiazdy w tej samej odległości od obserwatora i na podstawie znanych paralaks i wielkości wizualnych obliczymy, jakie wielkości okazywałyby porównywane gwiazdy, umieszczone w tej wspólnej odległości. Umówiono się obrać jako tę wspólną odległość 10 parseków (czyli jako wspólną paralaksę liczbę 0.1"), a wielkość danej gwiazdy, odpowiadającą tej odległości nazwać wielkością absolutną  $M$ .

Znając wielkość wizualną  $m$  i paralaksę gwiazdy  $\pi$ , możemy obliczyć jej wielkość absolutną  $M$ . W tym celu oznaczmy przez  $E$ ,  $m$ ,  $\pi$  i  $d$  odpowiednio jasność obserwowaną, wielkość wizualną, paralaksę i odległość oraz podobnie przez  $E_r$ ,  $M$ ,  $\pi_r$  i  $D$  jasność rzeczywistą, wielkość absolutną, wspólną paralaksę  $\pi_r = 0.1''$  i wspólną odległość  $D = 10$  parseków, wówczas według równania (36) mamy (kładąc w niem  $E_m = E$ ,  $E_n = E_r$ ,  $n = M$ )

$$\log \frac{E}{E_r} = 0.4 (M - m)$$

a stąd

$$M - m = 2.5 \log \frac{E}{E_r}$$

Z optyki wiemy jednak, że jasności zmieniają się odwrotnie, jak kwadraty odległości źródła światła od obserwatora, mamy więc

$$E : E_r = D^2 : d^2 = \pi^2 : \pi_r^2$$

Uwzględniając tę proporcję w poprzednim równaniu, otrzymujemy

$$M - m = 5 \cdot (\log \pi - \log \pi_r)$$

a po podstawieniu  $\pi_r = 0.1''$  mamy ostatecznie

$$M = m + 5 + 5 \cdot \log \pi \quad (37)$$

Wzór (37) pozwala obliczać wielkości absolutne  $M$ , a tem samym porównywać jasności absolutne gwiazd, gdy znana jest wielkość pozorna  $m$  i paralaksa gwiazdy  $\pi$ , i naodwrot pozwala obliczać paralaksy gwiazd, a tem samym wyznaczać ich odległości, o ile wielkości absolutne są znane skądinąd (ustępy 113 i 114).

Nie tylko ilością wysyłanego światła, lecz i jakością tegoż, różnią się gwiazdy między sobą. Te jakościowe różnice objawiają się przez różne barwy, które u gwiazd można obserwować.

Najliczniejsze są gwiazdy białe. Od barwy białej aż do jaskrawo czerwonej, jakim jest światło np. gwiazdy Antaresa, można stwierdzić szereg barw pośrednich: żółtą, pomarańczową, cegląstą etc.

Na szczególną uwagę zasługują barwy składowych w układach gwiazd podwójnych. Tu, prócz żółtych, pomarańczowych i czerwonych, występują gwiazdy zielone i niebieskie różnych odcieni. Barwy gwiazd w układach sprawiają często wrażenie barw dopełniających, przyczem mniejsza składowa ma barwę promieni o dłuższej fali. Różnica barw jest tem większa, im większa jest różnica jasności.

Barwy gwiazd w ogólności znajdują swe wyjaśnienie w różnicach widma i są ściśle związane z ich ewolucją; różnobarwność składowych gwiazd podwójnych jest jednakże zjawiskiem, dotąd niewyjaśnionem.

#### Zadania i ćwiczenia:

1. Znaleźć stosunek jasności dwóch gwiazd, których wielkości wynoszą 0 i 6!
2. Najdrobniejsze gwiazdy, dostrzegalne jeszcze przez największe lunety, zaliczają się do wielkości 22-ej; ile gwiazd tej wielkości daje tyle światła, co jedna gwiazda zerowej wielkości?
3. Wielkość słońca w skali harwardzkiej wynosi  $m = -26.72$ ; ile gwiazd zerowej wielkości daje tyle światła, co słońce?
4. Stosunek jasności słońca i księżyca w pełni wynosi średnio według H.N. Russell'a 465.500; o ile różnią się wielkości gwiazdowe tych ciał? Wiedząc, że wielkość słońca wynosi  $-26.72$ , obliczyć wielkość gwiazdową księżyca w pełni.
5. Gwiazda  $\alpha$  Centauri jest podwójna, przyczem wielkości obu gwiazd składowych wynoszą odpowiednio: 0.33 i 1.70; w jakiej wielkości gwiazdowej przedstawia się  $\alpha$  Centauri jako pojedyncza gwiazda? (Uwaga: Wielkości gwiazdowych dodawać nie można, to też obliczamy najpierw jasności, odpowiadające wielkościom składowym, a potem obliczamy wielkość dla sumy tych jasności).
6. Obliczyć wielkości absolutne słońca i księżyca (wielkości dane w zadaniach 3 i 4 ustępu 78, paralaksy zaś w ustępie 67)!
7. Obliczyć wielkości absolutne gwiazd Antares, Betelgeuze i Arktura oraz porównać je z wielkością absolutną słońca (zadanie 6). (Dane w tablicach na końcu książki.)
8. Ile wynosiłaby wielkość gwiazdowa gwiazdy Antares, gdyby Antares świecił w tej odległości, co nasze słońce? (Dane w tablicach na końcu książki.)
9. Ile wynosi wielkość absolutna jednej świecy normalnej, jeżeli jej wielkość gwiazdowa z odległości 1  $m$  wynosi  $-14.2$ ; ile wynosi wielkość gwiazdowa świecy normalnej z odległości 1  $km$ ?
10. Badania statystyczne gwiazd wykazały, że między wielkościami wizualnymi  $m$ , a przeciętnymi paralaksami  $\bar{\pi}$  gwiazd danej wielkości  $m$  zachodzi zależność, którą podaje zamieszczona obok tabelka. Przedstaw tę zależność graficznie. Oblicz przy pomocy tej tabelki drogą interpolacji prawdopodobne paralaksy gwiazd:  $\alpha$  Niedźwiedzicy Małej,  $\alpha$  Wieloryba ( $\alpha$  Ceti), Kastora i Polluksa, przyjmując, że  $m$  znane są z tablic (na końcu książki) i porównaj tak

$m$	$\bar{\pi}$	$m$	$\bar{\pi}$
1	0.083''	8	0.0056''
2	0.056''	9	0.0039''
3	0.038''	10	0.0027''
4	0.026''	11	0.0018''
5	0.018''	12	0.0013''
6	0.0120''	13	0.0009''
7	0.0082''		

otrzymane wartości paralaks z wartościami, podanymi w tychże tablicach. Zwróć uwagę na różnice! Czem wyjaśnisz te różnice? Ile wynoszą prawdopodobne paralaksy i odległość gwiazd:  $\alpha$  Andromedy,  $\gamma$  Pegaza,  $\beta$  Wieloryba,  $\delta$  Kasjopei,  $\epsilon$ ,  $\delta$  i  $\eta$  Psa Wielkiego (Canis Maior),  $\alpha$  Niedźwiedzicy Wielkiej i  $\sigma$  Strzelca (Sagittarius)?

11. Przy pomocy mapy nieba i tablic, zawierających wielkości wizualne gwiazd, odszukać na niebie gwiazdy rozmaitych wielkości i wyćwiczyć się w ocenie wielkości rozmaitych gwiazd!

**79. Liczba gwiazd.** Spoglądając na niebo, mamy wrażenie, że liczba gwiazd jest tak olbrzymia, iż policzenie ich jest zadaniem, przekraczającym siły ludzkie. Jest to złudzenie, które pierzcha, gdy w istocie podejmujemy się gwiazdy policzyć. Okazuje się, że wszystkich gwiazd, widzialnych okiem nieuzbrojonym, jest na całym niebie około 5.700, że więc na jedną półkulę, widzianą w danej chwili nad poziomem, przypada niespełna 3.000 gwiazd.

Jeżeli chodzi o gwiazdy teleskopowe, to dokładne policzenie ich jest w istocie niemożliwe, w przybliżeniu wszakże można ich liczbę wyznaczyć na podstawie przybliżonego prawa, według którego liczba gwiazd wzrasta wraz z wielkością w ten sposób, że przeciętnie liczba gwiazd danej wielkości jest 3·46 razy większa od liczby gwiazd poprzedniej wielkości; liczba zaś wszystkich gwiazd, aż do danej wielkości, jest 3·6 razy większa od liczby gwiazd wszystkich, aż do poprzedniej wielkości. Stosując to prawo do gwiazd teleskopowych i przyjmując 5.719, jako liczbę gwiazd do 6-ej wielkości łącznie, otrzymujemy 5.719 · 3·6 gwiazd pierwszych 7-iu wielkości, 5.719 · 3·6<sup>2</sup> gwiazd 8-iu wielkości i t. d., i 5.719 · 3·6<sup>22</sup> jako ogólną liczbę wszystkich gwiazd, widzianych przez najpotężniejsze teleskopy.

Naturalnie nie mamy możliwości stwierdzić, czy powyższe prawo wzrostu liczby gwiazd z wielkością sięga aż do najmniejszych gwiazd. Pewne dane przemawiają za tem, że począwszy od 13-ej wielkości liczba gwiazd jest mniejsza, niżby z tego prawa wynikało.

#### Zadania:

1. Ile wynosi w przybliżeniu liczba gwiazd 6-ej wielkości, jeżeli liczba gwiazd 2-ej wielkości wynosi 51?

2. Jaką wartością wielkości gwiazdowej wyraża się całkowita jasność wszystkich gwiazd aż do 6-ej wielkości łącznie?

**80. Ruch gwiazd.** Nazwa »gwiazd stałych« powstała w celu odróżnienia ich od planet, t. j. gwiazd ruchomych. Ta stałość wszakże jest tylko względna; w istocie bowiem nie może być nieruchomości w przestrzeni, w której panuje prawo Newtona. Nie znaczy to, iż ruchy gwiazd koniecznie są wynikiem tylko wzajemnego ich przyciągania. Mogą one być w związku z pierwotnymi warunkami, w których gwiazdy się tworzyły, a zostały zachowane dotąd prawem bezwładności. W każdym razie, gdyby nawet gwiazdy odbywały w swoich ruchach bardzo wielkie drogi, to przy olbrzymich odległościach gwiazd, drogi te musiałyby się wydawać nadzwyczaj małe.

W istocie nie dostrzegamy zmian konfiguracji gwiazdozbiorów w ciągu bardzo długich okresów czasu. Jednakże ściśle pomiary pozycji gwiazd wykazują pewne różnice, gdy pomiary te pochodzą z dostatecznie odległych od siebie czasów. Różnice te tylko ruchowi własnemu gwiazd można przypisać. W ten sposób oczywiście stwierdza się tylko t. zw. *ruchy kątowe* gwiazd, będące rzutami rzeczywi-

stego ruchu przestrzennego na pozorne sklepienie niebieskie. Tylko w tych przypadkach ruch kątowy jest całkowitym ruchem gwiazdy, gdy kierunek ruchu jest do promienia widzenia prostopadły; gdy zaś ruch gwiazdy odbywa się w kierunku promienia widzenia, gwiazda wydać się musi całkiem nieruchomą.

Aby, znając ruch kątowy, można było poznać rzeczywistą prędkość ruchu gwiazd, musi być znana jeszcze jej paralaksa, określająca odległość, oraz druga współrzędna, przypadająca w kierunku promienia widzenia. Poza tem każdy obserwowany ruch gwiazdy zawiera też jedną składową, stanowiącą paralaktyczne odzwierciedlenie ruchu naszego układu słonecznego w przestrzeni, którą należy z ruchu obserwowanego wydzielić (ustęp 81).

Ruch w kierunku promienia widzenia stał się dostępnym badaniu dzięki zastosowaniu zasady Dopplera, której wyjaśnienie będzie podane później (ustęp 84). Wspomniana metoda badania jest bardzo owocna, ponieważ do wyznaczenia prędkości ruchu w kierunku promienia widzenia znajomość odległości jest zbyteczna.

Największą prędkość kątową, którą wymierzono dotąd, posiada gwiazda 9·4 wielkości w gwiazdozbiorze Wężownika; jej ruch roczny wynosi 10·3". Drugą z kolei jest gwiazda 8-ej wielkości, leżąca na południowej półkuli nieba, oznaczona jako »Cordoba 5<sup>h</sup>.243«; ma ona prędkość kątową 8·7". Trzecie miejsce zajmuje obecnie gwiazda 6·5 wielkości »1830 Groombridge« (t. j. Nr. 1830 katalogu Groombridge'a), która przez długi czas uchodziła za najszybszą, skutkiem czego otrzymała przydomek »velocissima«; przesuwa się ona rocznie na niebie o 7·05". Z gwiazd najjaśniejszych posiada Arktur ruch roczny 2·3", Syrjusz 1·3", Procjon 1·3"; inne gwiazdy 1-ej wielkości posiadają ruch roczny mniejszy, niż 1".

Co się tyczy prędkości w promieniu widzenia, to największa dotąd poznana wynosi 383  $km\ sek^{-1}$ ; z taką prędkością zbliża się do nas gwiazda 8·7 wielkości w gwiazdozbiorze Pegaza, oznaczona jako »BD 20<sup>o</sup>. 5071«. Z wielką też prędkością, wynoszącą 242  $km\ sek^{-1}$ , oddala się od nas wyżej wspomniana gwiazda »Cordoba 5<sup>h</sup>.243«. Z gwiazd 1-ej wielkości zbliżają się ku nam Atair, Wega, Syrjusz i Arktur z odpowiednimi prędkościami: 33, 15, 8 i 5  $km\ sek^{-1}$ ; oddalają się zaś od nas Aldebaran, Capella i Spica, kolejno z prędkościami: 55, 30 i 2  $km\ sek^{-1}$ .

Znając paralaksę roczną gwiazdy, jej prędkość kątową oraz prędkość w promieniu widzenia, można obliczyć jej rzeczywistą prędkość w przestrzeni.

Kierunek ruchu gwiazd w przestrzeni jest bardzo rozmaity i w ogólności dotąd nie można było dostrzec takiej prawidłowości, która kazałaby wnioskować o jakiejś wspólnej przyczynie ruchów gwiazd. Znane są jednakże grupy gwiazd, rozmieszczonych na znacznych obszarach nieba, które poruszają się z jednakową prędkością w tym samym kierunku. Taką grupę tworzą np.  $\beta$ ,  $\gamma$ ,  $\epsilon$ ,  $\eta$  i  $\zeta$  Niedźwiedzicy Wielkiej; inną grupę tworzy większa część gwiazd w Plejadach i t. d. Wydaje się więc, że pomimo olbrzymich odległości, dzielących poszczególne gwiazdy tych grup, zachodzi między nimi ten związek, iż przyczyna ich ruchu przestrzennego jest wspólna.

## Zadania:

1. Obliczyć w  $km\ sek^{-1}$  prędkość gwiazdy Canopus w kierunku prostopadłym do promienia widzenia wiedząc, że jej ruch własny wynosi rocznie  $\mu = 0.022''$ , paralaksa zaś  $\pi = 0.005''$ .

2. Znaleźć prędkość ruchu przestrzennego gwiazdy  $\mu$  Kasjopei, wiedząc, że jej ruch własny wynosi rocznie  $3.76''$ , paralaksa  $0.13''$ , a prędkość w kierunku promienia widzenia  $97\ km\ sek^{-1}$  ku nam.

3. Oznaczmy przez  $\pi$ ,  $\mu$ ,  $m$ ,  $v_r$ , i  $v_t$  odpowiednio paralaksę roczną, ruch własny, wielkość wizualną, prędkość w kierunku promienia widzenia i w kierunku, do niego prostopadłym, pewnej gwiazdy  $G$  oraz obierzmy na kierunku jej ruchu punkt  $P$ , najbliższy naszego słońca  $S$ . Gwiazda ta w pewnej chwili  $t'$ , różnej od chwili bieżącej  $t$ , była, względnie będzie w punkcie  $P$ . Udowodnić z pomocą trójkąta  $GSP$ , że wartości paralaksy  $\pi'$ , ruchu własnego  $\mu'$ , wielkości wizualnej  $m'$ , jakie gwiazda ta ma w położeniu  $P$ , oraz chwila  $t'$  dane są następującymi równaniami:

$$\begin{aligned}\pi' &= \pi \cdot \operatorname{cosec} \alpha \\ \mu' &= \mu \cdot \operatorname{cosec}^2 \alpha \\ m' &= m + 5 \cdot \log \sin \alpha\end{aligned}$$

$$t' - t = \frac{206.265}{\mu} \cdot \sin \alpha \cdot \cos \alpha = \frac{206.265}{\mu} \cdot \frac{v_r \cdot v_t}{v_r^2 + v_t^2}$$

w czym  $\alpha$  oznacza kąt między kierunkiem ruchu gwiazdy a kierunkiem od gwiazdy ku słońcu.

Równania te zastosować do gwiazdy  $\alpha$  Ceautauri, wiedząc, że

$$v_r = -22\ km\ sek^{-1}, \quad v_t = 23\ km\ sek^{-1}, \quad \pi = 0.758'', \quad \mu = 3.682'', \quad m = 0.06.$$

Na podstawie obliczonej wartości  $\pi'$  obliczyć, ile wynosi najmniejsza odległość tej gwiazdy od słońca.

**81. Ruch układu słonecznego w przestrzeni.** Ponieważ gwiazdy są obdarzone ruchem własnym w przestrzeni, a słońce nasze jest także jedną z gwiazd, więc nasuwa się stąd wniosek, że i słońce posiada ruch w przestrzeni, w którym też uczestniczą okrążające je planety.

Podobnie, jak ruch ziemi dokoła osi oraz dokoła słońca, tak samo i ruch jej ze słońcem ujawniać się musi przez ruch paralaktyczny wszystkich gwiazd w kierunku przeciwnym ruchowi słońca. Gdyby gwiazdy miały tylko ruch paralaktyczny, spowodowany ruchem układu słonecznego, to kierunek ruchu wszystkich gwiazd byłby jednakowy, a wielkość zakreślonego w danym czasie łuku znajdowałaby się w stosunku odwrotnym do odległości. Różność kierunków ruchu gwiazd świadczy, że zmieniają one miejsce w przestrzeni; ale ten ruch, który obserwujemy, nie określa ani kierunku ani prędkości rzeczywistego ruchu gwiazdy, ponieważ obserwujemy tylko wypadkową ruchu rzeczywistego i paralaktycznego.

Aby zbadać ruch układu słonecznego w przestrzeni, należy w obserwowanym ruchu własnym oddzielić składową ruch paralaktycznego od drugiej składowej, przedstawiającej ruch rzeczywisty gwiazdy. Zagadnienie to nastęrcza ogromne trudności i dokładność otrzymanych dotąd wyników jest niewielka.

Przyjmując, że droga słońca w ciągu długiego czasu może być uważana za linię prostą, chodzi o określenie tych punktów, w których prosta ta przecina się ze sklepieniem niebieskim. Punkt nieba, ku któremu ruch słońca jest skierowany, jest to *apeks*, a punkt diametralnie przeciwległy — *antiapeks* biegu słońca.

Według przybliżonych wyników spólrzędne apeksu biegu słońca są:  $\alpha = 18^h\ 40^m$ ,  $\delta = +35^\circ$ . W kierunku tego punktu, który znajduje się w gwiazdozbiornie Lutni, biegnie układ słoneczny z prędkością około  $20\ km$  na sekundę.

## Ćwiczenie:

Oznaczyć na mapie nieba położenie apeksu biegu słońca i znaleźć go w pogodny wieczór na niebie.

**82. Gwiazdy podwójne i wielokrotne.** Jeżeli na niebie dwie gwiazdy znajdują się tak blisko siebie, że ich odległość kątowa nie przekracza  $\frac{1}{2}$  minuty, to tworzą one gwiazdę *podwójną*. Takie gwiazdy, o ile można je widzieć gołym okiem, przedstawiają się jako jedna gwiazda; dopiero przy zastosowaniu dość silnej lunety można obie gwiazdy widzieć oddzielnie.

Powyższa bliskość dwóch gwiazd na niebie nie znaczy bynajmniej, że odległość ich wzajemna w przestrzeni jest także stosunkowo niewielka. Gdy bowiem kierunki ku dwóm gwiazdom, nawet bardzo od siebie odległym, tworzą ze sobą bardzo mały kąt, to odległość ich pozorna na niebie wydać się musi bardzo małą, i widzimy je jako gwiazdę podwójną. Gwiazda podwójna tego rodzaju nazywa się *optycznie podwójną*.

Gwiazdy optycznie podwójne istnieją w wielkiej ilości, ale są też i takie podwójne, które składają się z dwóch gwiazd, naprawdę bliskich sobie. Wtedy występują wyraźnie objawy wzajemnego ich oddziaływania na siebie w ruchach, zgodnych z prawem ciężenia powszechnego. Takie podwójne gwiazdy są więc układami dwóch słońc, obiegających po elipsach wspólny środek ich mas. Gwiazdy podwójne, tworzące taki układ, nazywają się *gwiazdami fizycznie podwójnymi*.

Wszystkich gwiazd podwójnych znamy obecnie blisko 18.000, a z tych większą część stanowią gwiazdy fizycznie podwójne. W wielu razach o naturze gwiazdy podwójnej nie można nic stanowczego powiedzieć, gdyż okresy obiegu są bardzo długie, a przeciąg czasu, w którym dana gwiazda podwójna była obserwowana, jest zbyt krótki, aby można było zbadać dokładnie charakter tego układu. Jest to możliwe tylko u tych gwiazd podwójnych, które mają stosunkowo krótki okres obiegu.

Badanie gwiazd podwójnych posiada dla nauki wielkie znaczenie. Przedewszystkiem ruchy, zachodzące w tych układach, stwierdzają widocznie powszechność prawa ciężenia, skoro podlegają mu ciała, znajdujące się nawet w tak olbrzymich odległościach od nas. A dalej uczą nas te badania, że nasz układ słoneczny jest tylko specjalną postacią bardzo rozmaitych układów, jakie we wszechświecie występują.

Rozmiary układów gwiazd fizycznie podwójnych mogły być wyznaczone tylko w nieznacznej ilości z powodu nieznamości paralaksy; zdaje się, że pod względem rozmiarów są one w ogólności tego samego rzędu, co nasz układ słoneczny. Z obliczonych orbit najdłuższy okres obiegu znajdujemy w układzie  $\zeta$  Wodnika, wynoszący 1.580 lat; najkrótszy okres, wynoszący 5.7 lat, stwierdzono w układzie  $\delta$  Małego Konia, a okres 11-letni w układzie  $\alpha$  Pegaza.

Drogi gwiazd podwójnych są to elipsy o najrozmaitszych mimośrodkach, począwszy od małych tego samego rzędu, co mimośrodky dróg planetarnych (np.  $\beta$  Delfina), a kończąc na mimośrodkach bardzo znacznych; np. gwiazda  $\gamma$  Panny krąży po bardzo wydłużonej elipsie o mimośrodku 0.9.

Tak samo istnieje wielka różnorodność co do stosunkowej jasności gwiazd układu. Zdarzają się układy, których składowe są co do blasku równe sobie, w innych znowu układach różnica bywa olbrzymia, wynosząca kilka lub kilkanaście wielkości. Ale różnica jasności bynajmniej nie musi odpowiadać różnicy mas. O ciekawym zjawisku barwności gwiazd podwójnych, była mowa w ustępie 78.

Niektóre gwiazdy pojedyncze wykazują ruchy tego rodzaju, że można je tylko wytłumaczyć przypuszczeniem, iż znajduje się w ich sąsiedztwie jakaś wielka masa, której dostrzec nie można. Hipoteza ta w niektórych przypadkach znalazła potwierdzenie przez istotne odnalezienie niewidzialnych dotąd towarzyszy, jako drobnych gwiazd, które dopiero po zastosowaniu potężniejszych lunet współczesnych mogły być dostrzeżone. Przykładem takich układów podwójnych są Syrjusz (ustęp 84) i Procyon.

Prócz układów podwójnych istnieją też układy potrójne, począwszy i wielokrotne. Ruchy, istniejące w takich układach, są nader złożone, a porównanie ich z teorią jest często niemożliwe, ponieważ dotąd, pomijając pewne specjalne przypadki, nie udało się ściśle zbadać na drodze teoretycznej ruchu więcej, niż dwóch ciał, działających wzajem na siebie według prawa Newtona.

#### Zadanie:

Wielkości wizualne składowych podwójnej gwiazdy  $\gamma$  Andromedy wynoszą 2.28 i 5.08. Obliczyć wielkość wypadkową tego układu, oglądanego jako gwiazda pojedyncza. (Przeczytaj uwagę, podaną w zadaniu 5 ustępu 78.)

**83. Układy ciasne.** Prócz układów rozległych, w których części składowe można oddzielnie obserwować, stwierdziła obserwacja istnienie układów podwójnych, nader ciekawych z tego względu, że odległość między olbrzymimi masami składowych gwiazd jest bardzo mała, mniejsza w niektórych przypadkach, aniżeli odległość Merkurego od słońca, a obieg wzajemny mas dokonywa się przeważnie w ciągu kilku dni lub nawet tylko kilku godzin.

W tych wypadkach żadna luneta nie zdoła rozszczepić gwiazdy podwójnej na części składowe, a o tem, że gwiazda jest podwójna, wnioskować można tylko na podstawie periodycznych zmian prędkości w promieniu widzenia, stwierdzających ruch po zamkniętej linii krzywej.

Badania tego rodzaju opierają się na zasadzie Dopplera (ustęp 84) i są robione z pomocą spektroskopu. Dlatego owe układy ciasne nazywają się *spektroskopowo podwójnymi*. Należą do nich np. gwiazdy  $\alpha$  Panny,  $\beta$  Woźnicy i t. d. Znanych jest obecnie kilkaset gwiazd spektroskopowo podwójnych.

W niektórych przypadkach tej kategorii, mianowicie, gdy promień widzenia tworzy kąt niewielki z płaszczyzną drogi, jedna z gwiazd układu, przechodząc przed drugą, zasłania nam ją w czę-

ści, skutkiem czego jasność gwiazdy się zmniejsza. To zmniejszanie się blasku zdarza się okresowo w równych odstępach czasu, odpowiadających okresowi obiegu jednej gwiazdy dokoła drugiej. Typową gwiazdą tego rodzaju jest gwiazda  $\beta$  Perseusza, zwana *Algolem*. Gwiazdy, zmieniające blask z powodu zaćmień podobnych, jak w układzie Algola, zowią się *gwiazdami zmiennymi typu Algola*. O gwiazdach zmiennych będzie jeszcze mowa później w ustępie 114.

## ROZDZIAŁ XI

### Budowa fizyczna słońca

#### 84. Znaczenie analizy widmowej dla badań astrofizycznych.

Analiza widmowa ma bardzo rozległe zastosowanie w badaniach własności fizycznych ciał niebieskich, ponieważ pozwala ze szczegółów widma wysnuwać wnioski o składzie chemicznym tych ciał i o stanie fizycznym, w jakim one się znajdują.

Wiemy, że zależnie od natury źródła światła widma bywają ciągłe oraz przerywane, mianowicie linjowe i pasmowe. Widmo ciągłe otrzymuje się wtedy, gdy źródłem światła są rozżarzone ciała stałe lub ciekłe albo też gazy, pozostające pod znacznie większym ciśnieniem. Widma rozżarzonych gazów, złożonych z pojedynczych atomów, a pozostających pod nieznanym ciśnieniem, są linjowe, t. zn. składają się z poszczególnych linii, które odpowiadają ściśle określonym długościom fal świetlnych i charakteryzują źródło światła pod względem składu chemicznego. Jeżeli rozżarzony gaz składa się nie z pojedynczych atomów, lecz z cząsteczek, wówczas widmo składa się z bardzo wielkiej liczby linii, które w pewnych miejscach widma skupiają się w pasma, charakterystyczne dla chemicznej natury danych cząsteczek. Widzimy zatem, że na podstawie widma można wnioskować o stanie skupienia źródła światła i o jego składzie chemicznym.

Jeżeli promieniowanie, wybiegające z jakiegoś źródła światła białego, napotyka na swej drodze warstwę gazu lub pary, o temperaturze niższej, aniżeli temperatura źródła promieniowania, to w warstwie ulegają absorbcji pewne, ściśle oznaczone, składniki promieniowania, które są charakterystyczne dla składu chemicznego tej warstwy. Skutkiem tego w miejscach, odpowiadających długościom fal pochłoniętych promieni, pojawiają się na tle ciągłego widma ciemne *linje absorbcyjne*; *widma absorbcyjne* mają szczególne znaczenie w badaniach astrofizycznych, ponieważ widma niemal wszystkich ciał niebieskich są widmami absorbcyjnymi. Widma te pozwalają wnioskować o składzie chemicznym warstw pochłaniających.

Rozległe zastosowanie w badaniach widmowych ciał niebieskich ma *zjawisko Dopplera*, które polega na tem, że w przypadkach, gdy odległość źródła promieniowania od obserwatora zmienia się, długości  $\lambda$  obserwowanych linii widmowych ulegają zmianom na  $\lambda'$ , co w widmie objawia się przesunięciami tych linii ku fioletowej części widma, gdy źródło światła zbliża się do obserwatora, ku czerwonej zaś, gdy źródło światła oddala się. Wiel-

kość tego przesunięcia zależy od prędkości  $v$  ruchu źródła światła według równania

$$\Delta\lambda = \lambda' - \lambda = \pm \lambda \cdot \frac{v}{c} \quad (38)$$

w czym  $\Delta\lambda$  oznacza obserwowaną zmianę długości fali  $\lambda$  przesuniętej linii widmowej,  $c$  zaś prędkość światła. Znak górny w równaniu (38) odnosi się do przypadku, gdy źródło światła oddala się, znak dolny zaś, gdy źródło do obserwatora zbliża się.

Wygląd widma linjowego i pasmowego zależy nie tylko od składu chemicznego źródła promieniowania, lecz także od jego stanu fizycznego, a więc od takich czynników, jak ciśnienie, temperatura, a dalej od działań elektrycznych i magnetycznych. W rozmaitych warunkach dany atom promieniuje inaczej. Pod bardzo małymi ciśnieniami atom wysyła pewne promieniowania, których pod wyższym ciśnieniem nie wysyła wcale, albo też wysyła z natężeniem niedostrzegalnym; znaczy to, że przy bardzo wielkich rozrzedzeniach promieniującego gazu pojawiają się w jego widmie dodatkowe linie, których natężenia względem innych linii zależą od stopnia rozrzedzenia; z natężenia tych linii można zatem oceniać gęstość źródeł promieniowania.

W określonych warunkach ciśnienia i temperatury atomy ulegają jonizacji, t. zn. tracą jeden lub więcej z obwodowych elektronów, i wysyłają w tym stanie odmienne promieniowanie, charakterystyczne dla danego jonu i dla stopnia jonizacji. Wreszcie pod wpływem pól elektrycznych i magnetycznych następują pewne zmiany w promieniowaniu danego atomu, które w widmie objawiają się tem, że linie widmowe ulegają rozszczepieniu (*zjawisko Starka* w przypadku działań elektrycznych i *zjawisko Zeemana* w przypadku działań magnetycznych); rozszczepienia takie w widmie (np. płam słonecznych) świadczą zatem o istnieniu odnośnych pól w ośrodkach promieniujących.

Do niedawna jeszcze przypisywano pochodzenie pewnych nieznanych na ziemi linii w widmach słońca, gwiazd i mgławic nieznanym na ziemi pierwiastkom; dzisiaj odnosimy je do znanych pierwiastków, aczkolwiek linii tych nie umiemy wytworzyć w naszych laboratorjach ziemskich; obecnie wiemy bowiem, że natura stwarza na gwiazdach i mgławicach takie warunki, których ani na ziemi nigdzie nie spotykamy, ani też nie umiemy i może nigdy nie będziemy umieli odtworzyć. Temperatury gwiazd, nawet na ich powierzchniach, a więc w najchłodniejszych częściach, wynoszą tysiące i dziesiątki tysięcy stopni, we wnętrzu zaś prawdopodobnie miliony! Ciśnienia, niewielkie w atmosferach gwiazd, dochodzą w ich wnętrzu do wielu miliardów atmosfer! Również gęstości gwiazd i mgławic przedstawiają wprost nieprawdopodobne wartości. I tak np. gęstość gwiazdy Antares, należącej do t. zw. *gwiazd-olbrzymów*, wynosi przeciętnie zaledwie  $0.0000003 \text{ gr cm}^{-3}$ , a więc około 1.300 razy mniej, aniżeli gęstość powietrza na ziemi, a gęstość gwiazdy, znanej pod nazwą »Towarzysza Syrjusza«, należącej do t. zw. *białych karłów*, wynosi  $61.000 \text{ gr cm}^{-3}$ , t. zn.  $1 \text{ cm}^3$  substancji tej gwiazdy ma masę  $61 \text{ kg}$ !

Widzimy zatem, że promieniowanie gwiazd i mgławic powstaje w warunkach, tak dalece odmiennych od warunków ziem-

skich, że występowanie w widmach ciał niebieskich szczegółów, nie obserwowanych na ziemi, jest rzeczą całkiem naturalną.

Zadania:

1. W widmie gwiazdy  $\alpha$  Woźnicy obserwuje się przesunięcie linii  $\lambda = 4.668 \text{ \AA}$  o  $\Delta\lambda = 4.7 \text{ \AA}$  ku czerwonej części widma. Obliczyć chyżość tej gwiazdy w kierunku promienia widzenia i orzec, czy gwiazda ta oddala się, czy też zbliża się do nas. (Uwaga: długość fali jest tu wyrażona w jednostkach *Angströma*;  $1 \text{ \AA} = 10^{-8} \text{ cm}$ .)
2. Aldebaran oddala się od nas z prędkością  $54 \text{ km sek}^{-1}$ ; ile wynoszą przesunięcia  $\Delta\lambda$  następujących linii w jego widmie:  $\lambda_1 = 4.227 \text{ \AA}$ ,  $\lambda_2 = 4.405 \text{ \AA}$  i  $\lambda_3 = 4.668 \text{ \AA}$ ?
3. Gwiazda Betelgeuze oddala się od nas z chyżością  $v_r = 21 \text{ km sek}^{-1}$ . Przyjmując, że chyżość jej ruchu w kierunku prostopadłym do promienia widzenia wynosi  $v_t = 9 \text{ km sek}^{-1}$ , znaleźć wypadkową prędkość  $v$  ruchu tej gwiazdy i kąt  $\alpha$ , jaki tworzy kierunek jej ruchu z kierunkiem Słońce-Betelgeuze.

**85. Rozmiary, promieniowanie i temperatura słońca.** Słońce przedstawia się z ziemi jako tarcza, której średnica w średniej odległości słońca od ziemi wynosi  $1.924''$ ; ponieważ średnica ziemi widoczna jest z tej odległości pod kątem  $17.6''$ , przeto rzeczywista średnica słońca jest  $1.924'' : 17.6'' = 109.1$  razy większa od średnicy ziemi. Stąd wynika, że powierzchnia słońca jest  $119.000$  razy większa od powierzchni ziemi, objętość zaś  $1.300.000$  razy od objętości ziemi. Przyjmując, że masa słońca wynosi  $331.950$  razy więcej od masy ziemi, znajdujemy, jako średnią gęstość słońca, liczbę  $1.41 \text{ gr cm}^{-3}$ .

Ilość energii cieplnej i świetlnej, wysyłanej przez słońce, jest olbrzymia. Jasność wizualna słońca przewyższa  $465.000$  razy jasność księżycy w pełni, a  $11.400.000.000$  razy jasność najjaśniejszej gwiazdy nieba, t. j. Syrjusza. Całkowity strumień światła, wysyłanego przez słońce, wynosi  $3.79 \cdot 10^{28} \text{ lumenów}$ , blask powierzchni  $624.000 \text{ lambertów}$ ; wypływa stąd, że natężenie światła, wysyłanego przez  $1 \text{ cm}^2$  powierzchni słońca, wynosi około  $50.000$  świec.

Ilość energii, którą otrzymuje od słońca w ciągu jednej minuty  $1 \text{ cm}^2$  powierzchni ziemi, ustawiony prostopadle do kierunku promieni słonecznych, nazywa się *stałą słoneczną* i wynosi według najdokładniejszych pomiarów Abbota  $1.938 \text{ kal cm}^{-2} \text{ minuta}^{-1}$ . Stąd można obliczyć, że  $1 \text{ cm}^2$  powierzchni słońca wypromieniowuje w jednej sekundzie  $6.25 \cdot 10^{10} \text{ ergów}$  energii.

Znając natężenie promieniowania słonecznego, można obliczyć temperaturę efektywną jego powierzchni na podstawie znanych z fizyki praw Stephana i Wiena. Według prawa Stephana średnia wartość emisji  $E$  ciała doskonale czarnego, obliczona w całej rozciągłości widma, jest wprost proporcjonalna do czwartej potęgi absolutnej temperatury  $T$  czyli

$$E = \sigma \cdot T^4 \quad (39)$$

w czym współczynnik proporcjonalności  $\sigma = 5.72 \cdot 10^{-5}$ . Kładąc za  $E$  podaną wyżej wartość  $E = 6.25 \cdot 10^{10} \text{ ergów}$ , otrzymujemy z równania (39)  $T = 5.750^{\circ}$  absolutnej skali, jako wartość efektywnej temperatury na powierzchni słońca, a więc temperatury, jakąby miało w tych warunkach słońce, gdyby promieniowało tak, jak ciało doskonale czarne.

Według prawa Wiena iloczyn temperatury absolutnej  $T$  promieniującego ciała czarnego i tej długości fali  $\lambda_m$ , dla której emisja



tego ciała ma w widmie wartość największą, ma w przybliżeniu wartość stałą czyli

$$\lambda_m \cdot T = 0.289 \quad (40)$$

jeżeli  $\lambda_m$  wyrażamy w *cm*. Z pomiarów nad rozmieszczeniem natężenia promieniowania w widmie słońca wiemy, że największe natężenie przypada dla długości fali  $\lambda_m = 4.70 \cdot 10^{-5}$  *cm*. Z równania (40) wypływa zatem  $T = 6.150^0$  jako efektywna temperatura powierzchni słońca.

Rzeczywista temperatura powierzchni słońca jest oczywiście nieco wyższa, ponieważ słońce nie zachowuje się ściśle tak, jak ciało doskonale czarne; skądinąd wiadomo, że temperatura na powierzchni fotosfery wynosi około  $7.000^0$  absolutnej skali czyli  $7.000^0$  *K*, w czym *K* oznacza początkową literę nazwiska *lorda Kelvina*, na którego cześć wprowadzono powyższe oznaczenie.

#### Zadania:

1. Obliczyć promień kuli słonecznej w kilometrach!
2. Wyrazić stałą słoneczną w jednostce *erg cm<sup>-2</sup> minuta<sup>-1</sup>*!
3. Ile energii wypromieniowuje słońce w ciągu roku? Jaką wartość pieniężną przedstawia ta energia, jeżeli cena jednej kilowattgodziny wynosi 66 groszy.
4. Ile kaloryj wypromieniowuje 1 *cm<sup>2</sup>* powierzchni słońca w jednej sekundzie?
5. Obliczyć temperaturę efektywną na powierzchni gwiazdy, w której widmie największe natężenie promieniowania wypada przy  $\lambda_m = 7.225$  *Å*.
6. Przy jakiej długości fali przypada największe natężenie promieniowania w widmie gwiazdy, na której powierzchni panuje temperatura efektywna  $4.000^0$  *K*?

**86. Powierzchnia słońca.** Badając dokładniej powierzchnię słońca, dostrzegamy przede wszystkim, że tarcza słońca nie jest wszędzie jednakowo jasna: jasność maleje w kierunku od części środkowej ku brzegom. Objawia się to zjawisko tem, że warstwy zewnętrzne słońca pochłaniają światło, idące z warstw głębiej położonych, i że droga promieni w tych warstwach pochłaniających jest tem dłuższa, im bliżej brzegu słońca promienie wychodzą nazewnątrz. Zjawisko podobne, powodowane przez absorbcję światła w atmosferze ziemskiej, poznaliśmy poprzednio (ustęp 68).

Powierzchnia słońca, zwana *fotosferą*, nie jest jednostajnie gładka, lecz sprawia wrażenie powierzchni chropawej, jakby ziarnistej. Te ziarna tworzą t. zw. *granulację*, a w niektórych miejscach dostrzega się ciemne punkciki, czyli t. zw. *porę*. Pozatem prawie zawsze na powierzchni słońca znajdują się rozleglejsze utwory ciemniejsze, t. j. *plamy*.

**87. Plamy słoneczne. Ruch wirowy słońca. Pochodnie.** Plamy są to utwory nietrwałe, zmienne co do wielkości i kształtu, a również co do ilości. Typowa plama składa się (ryc. 58) z ciemniejszej części środkowej, zwanej *jądrem*, oraz mniej ciemnego pasa, okalającego jądro, zwanego *półcieniem*. Dokoła plam występują utwory, oznaczające się na tle tarczy słonecznej większą jasnością, t. zw. *pochodnie*.

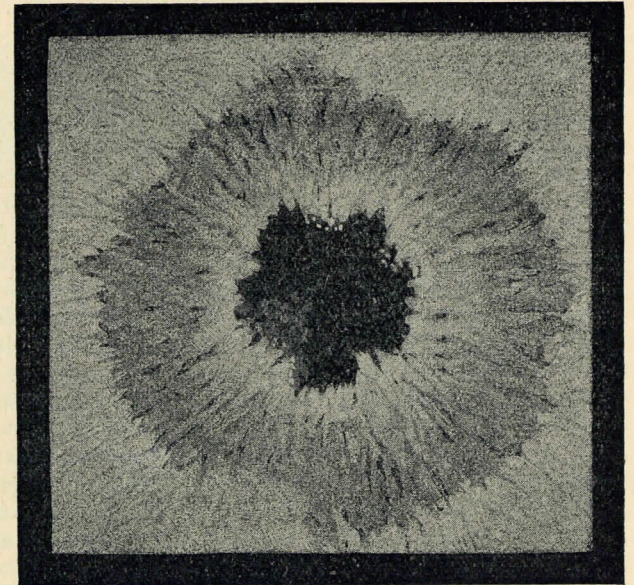
Plamy zajmują w ogólności bardzo znaczne obszary, średnica ich bowiem wraz z półcieniem wynosi niekiedy  $100.000$  *km*, a w niektórych wypadkach nawet powyżej  $200.000$  *km*. W tak wielkich plamach mogłoby się pomieścić zupełnie swobodnie kilkaset takich

kul, jak ziemia, średnica ziemi wynosi bowiem — jak wiadomo — zaledwie  $12.740$  *km*.

Obserwując przez pewien czas plamę słoneczną, spostrzegamy, że zmienia ona miejsce na tarczy słonecznej, i to tak, że plama, znajdując się w pewnej chwili na lewym brzegu tarczy, zbliża się stopniowo ku jej środkowi, poczem przechodzi na prawą stronę tarczy i ginie na jej prawym brzegu. Ten ruch plam słonecznych dowodzi, że słońce obraca się dokoła osi, i to w kierunku prostym. Szczegółowe badania ruchu plam wykazały, że oś wirowania słońca tworzy z osią ekliptyki kąt  $7^0$  tyle samo zatem wynosi kąt, jaki tworzy płaszczyna równika słońca z płaszczyną ekliptyki. Okres czasu, po upływie którego plama, widziana z ziemi, powraca do tego samego względnego położenia na tarczy słońca, czyli okres synodyczny obrotu słońca dokoła osi, wynosi średnio  $27.5$  dni. Okres ten jest wobec obrotu słońca w kierunku prostym dłuższy od prawdziwego, czyli gwiazdowego okresu obrotu, gdyż, aby plama zajęła to samo położenie względem ziemi, słońce musi się jeszcze obrócić o kąt, równy temu, który zakreślił promień wodzący ziemi w ciągu okresu synodycznego obrotu słońca. Okres gwiazdowy możemy obliczyć na podstawie znanego okresu synodycznego, podobnie jak dla planet (ustęp 56); wartość okresu gwiazdowego, odpowiadająca okresowi synodycznemu  $27.5$  dni, wynosi  $25.6$  dni.

Powyzsza wartość okresu gwiazdowego wyraża wszakże tylko średni okres obrotu i odnosi się do części słońca, bliskich jego równika. Okresy obrotu, wyznaczone na podstawie plam w różnych szerokościach heljograficznych, wykazują, iż okres jest tem dłuższy, im bardziej od równika odległa jest plama. Tak np. z obserwacji plam w szerokości heljograficznej  $\pm 40^0$  wynika, że okres gwiazdowy obrotu wynosi  $27.4$  dni.

Szerokość  $\pm 40^0$  jest granicą, poza którą plamy pojawiają się nader rzadko, a znaczna większość plam przypada w pasie pomiędzy  $+ 30^0$  a  $- 30^0$  szerokości heljograficznej. Plamy więc nie mogą już być podstawą do wyznaczania okresu obrotu słońca w większych



Ryc. 58.

szerokościach. Jednakże okres ten może być wyznaczony przez pomiar prędkości linjowej punktów powierzchni słońca, oparty na zasadzie Dopplera (ustęp 84). Z takich pomiarów wynika szybki wzrost okresu obrotu wraz z szerokością, wynosi on bowiem 34 dni w szerokości  $\pm 69^\circ$ , a w szerokości  $\pm 75^\circ$  już 39 dni.

Wyniki te prowadzą do wniosku, że słońce nie obraca się dookoła osi, jako ciało sztywne, lecz części powierzchni na równiku mają najprędszy ruch i prędkość ruchu maleje wraz z oddalaniem się od równika. Taki stan rzeczy jest możliwy tylko w tym wypadku, gdy powierzchnia jest ciekła lub gazowa.

Plamy słoneczne przedstawiają w ogólności twory nietrwałe, często widoczne tylko przez kilka lub kilkanaście dni; plamy, które można obserwować w ciągu dwóch lub trzech obrotów słońca, są zjawiskiem dosyć rzadkiem.

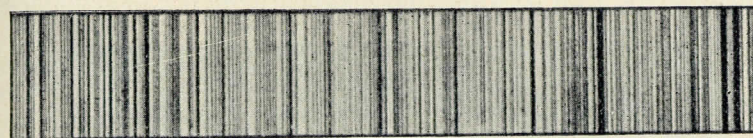
Ilość plam, widzialnych na słońcu, jest bardzo zmienna. W pewnych epokach całymi tygodniami nie widać żadnej plamki, w innych zaś plamy mniejsze i większe pokrywają znaczną część powierzchni słońca. Z wieloletnich obserwacji wynika, że liczba plam na słońcu zmienia się perjodycznie w okresie, wynoszącym średnio 11 lat; w tym okresie liczba plam stale wzrasta przez mniej więcej 5 lat i osiąga maksimum, po którym znowu stale się zmniejsza i spada do minimum. Okres 11-letni plam słonecznych jest zjawiskiem bardzo ciekawym, ponieważ wskazuje na zmienną w tym samym okresie czynność słońca, której jednym z objawów zewnętrznych są plamy; prócz tego cały szereg zjawisk ziemskich wykazuje w przebiegu swoim również okres 11-letni, przez co związek owych zjawisk z plamami i czynnością słońca wogóle ujawnia się w sposób niewątpliwy. Dotyczy to szczególnie stanu magnetyzmu ziemskiego oraz częstotliwości zórz polarnych.

Z badań teleskopowych plam wywnioskowano, że są one zagłębieniami w fotosferze słońca, których najgłębszą część zajmuje jądro. Z pomiarów wynika, że głębokość plam nie osiąga zazwyczaj 750 km, ale czasami wynosi też ponad 1.000 km, a wyjątkowo obserwowano głębokości, dochodzące do 3.000 km.

Pochodnie przeciwnie są to utwory, wznoszące się ponad poziom fotosfery i dochodzące niekiedy znacznej wysokości. Wynika to głównie z tego faktu, że na brzegu słońca plamy z powodu silniejszej absorpcji światła w atmosferze słonecznej tracą wiele na wyrazistości, natomiast pochodnie, które wznoszą się wysoko ponad poziom fotosfery, mniej podlegają absorpcji, ponieważ ponad niemi leżą tylko górne, mniej gęste warstwy atmosfery; a że z drugiej strony samo tło jest na brzegu przez absorpcję silnie przyćmione (ustęp 86), więc przez kontrast pochodnie uwydatniają się tu najsilniej i są najlepiej widoczne.

Aczkolwiek między plamami a pochodniami zachodzi niewątpliwy związek, ponieważ najwybitniejsze i najliczniejsze pochodnie występują w okolicy plam, albo też w miejscach, w których następnie ukazują się plamy, to jednakowoż pojawienie się pochodni nie jest, jak pojawianie się plam, ograniczone terytorjalnie. Pojawiają się one na całej powierzchni słońca, nawet w bliskości biegunów. Okresy obrotu słońca, wyprowadzone na podstawie obserwacji pochodni, pozostają w zgodzie z okresami, wywnioskowanymi z ruchu plam.

**88. Analiza widmowa fotosfery, plam i pochodni.** Wiadomości nasze o słońcu zostały wzbogacone w wysokim stopniu przez zastosowanie do badań słońca analizy widmowej. Widmo fotosfery słonecznej jest widmem absorbcyjnym (ryc. 59), a prążki absorbcyjne tego widma są spowodowane przez warstwę lotną, otulającą fotosferę ze wszystkich stron, a zwaną *atmosferą słoneczną*. Prążki absorbcyjne należą do rozmaitych pierwiastków, które w atmosferze słońca występują w stanie lotnym. Dotąd stwierdzono obecność na słońcu 56 pierwiastków, pośród nich prawie wszystkich metali, z wyjątkiem niektórych najcięższych. Między innymi znajdują się tam: żelazo, nikiel, kobalt, wapń, magnez, sód, glin, cynk, miedź, srebro, cyń, ołów, potas, platyna i t. d., z niemetalami zaś tylko węgiel, krzem, wodór i hel oraz prawdopodobnie tlen.



A'' A' A a B C D E b F G H

Ryc. 59.

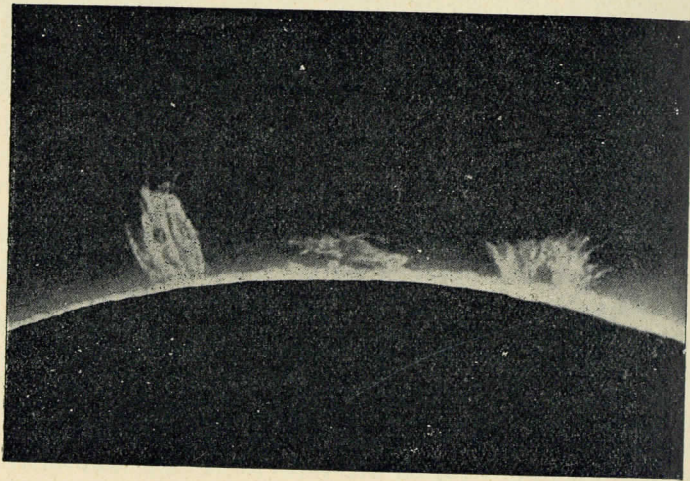
Prócz tego występuje w widmie słońca cały szereg linii, wywołanych przez absorpcję selektywną w atmosferze ziemskiej (ustęp 68), czyli t. zw. *linij telurycznych*; linje te charakteryzują widmo atmosfery ziemskiej. Wreszcie w widmie słońca jest wiele linii, których nie można otrzymać zapomocą źródeł światła, jakimi rozporządzamy na ziemi. O ich pochodzeniu była mowa w ustępie 84.

Widmo plam słonecznych różni się od widma fotosfery przede wszystkim mniejszą jasnością ciągłego tła, dalej występowaniem w widmie plam licznych linii, których w widmie fotosfery nie dostrzegamy, a wreszcie tem, że niektóre linje, szczególnie w czerwonej i żółtej części widma, są znacznie rozszerzone w porównaniu z linjami widma fotosfery, niektóre zaś linje są rozszczepione na dwie składowe, oddzielone jasnym prążkiem. Ogólne osłabienie widma plam świadczy o większym zagęszczeniu gazów, pochłaniających światło ponad plamą, jakoteż o jej niższej temperaturze w porównaniu z temperaturą sąsiednich części fotosfery, a rozszerzenie prążków objaśnia się większym ciśnieniem, tam panującym. Rozszczepianie się linii dowodzi istnienia silnych pól magnetycznych, które wywołane są elektrycznymi prądami konwekcyjnymi, krążącymi w obrębie plam. Odwracanie się niektórych linii, t. j. pojawianie się jasnych linii pośrodku ciemnych prążków fotosfery, tłumaczymy w ten sposób, że wodór, pary wapnia i inne gazy, wznoszące się ponad plamami, mają temperaturę wyższą od temperatury, panującej w jądrze plamy.

Jasne linje wodoru i wapnia występują także w widmie pochodni, co znaczy, że temperatura pochodni jest wyższa, niż fotosfery, na tle której pochodnie widzimy. Okoliczność ta przemawia za tem, że materja pochodni pochodzi z wnętrza słońca, skąd przez wybuchy zostaje wyrzucona wysoko ponad poziom fotosfery.

**89. Chromosfera i protuberancje.** Już plamy i pochodnie stwierdzają dostatecznie, że powierzchnia słońca nie jest równa, że znajdują się na niej liczne zagłębienia oraz wzdęcia, a materja słońca znajduje się w ustawicznym, potężnym ruchu. Bardzo znaczne wzniesienia materji słońca można często widzieć na jego brzegu w postaci t. zw. *wyskoków* czyli *protuberancji*. Dawniej protuberancje można było obserwować tylko w czasie całkowitych zaćmień słonecznych w postaci czerwonych ząbków, sterczących poza czarny brzeg zasłaniającego słońce księżyca. Ponieważ były one widzialne w czasie zaćmień zawsze, więc wywnioskowano, że znajdują się one na słońcu także w każdej innej chwili. Na zastosowaniu analizy widmowej został oparty sposób badania protuberancji w każdej porze, tak że stały się one przedmiotem równie szczegółowych dociekań, jak plamy.

Z badań tych wynika, że podstawą wszystkich protuberancji jest cienka warstwa zewnętrzna, okalająca słońce, składająca się



Ryc. 60.

głównie z wodoru z domieszką helu, a z barwy całkiem podobna do protuberancji; warstwa ta nosi nazwę *chromosfery*. Protuberancje przedstawiają się w większości wypadków jako lokalne wzdęcia chromosfery, albo też jako utwory wybuchowe, złożone z wyrzuconej ku górze materji chromosfery. Zależnie od charakteru i kształtu, protuberancje przedstawiają różne typy, z których najwybitniejszymi są protuberancje *chmurzaste*, oraz *promieniste* czyli *wybuchowe*. Rycina 60 przedstawia protuberancje, fotografowane w czasie zaćmienia słońca dnia 28 maja 1900 r. w Wadesboro. Środkowa należy do kategorii chmurzastych, dwie boczne do promienistych.

Wysokość protuberancji jest bardzo rozmaita i wynosi przeciętnie około 30.000 km; jednakowoż obserwowano olbrzymie utwory tej kategorii, wznoszące się na setki tysięcy km ponad powierzchnię słońca, które powstawały w ciągu kilku godzin i po kilku godzinach ginęły. Do najwyższych należała protuberancja, obserwowana 29 maja 1919 r., która osiągnęła wysokość 760.000 km, przyczem wysokość jej rosła po 1.400 km na minutę.

Protuberancje są to utwory jeszcze bardziej zmienne, aniżeli plamy; powstają one drogą wybuchów i tem można wyjaśnić olbrzymią prędkość, z jaką materja protuberancji wznosi się ponad powierzchnię słońca.

Widmo protuberancji jest widmem przerywanem, złożonem z jasnych prążków, poprzedzielanych ciemnymi przerwami; wysoki więc składają się z rozżarzonych ciał lotnych, niezbyt zgęszczonych (ustęp 84). Prawie wszystkie protuberancje zawierają prócz wodoru, który stanowi ich główną część składową, hel i wapń, a protuberancje wybuchowe zawierają ponadto pary żelaza, tytanu, magnezu i niektórych innych metali. Zauważać należy, że hel został odkryty najpierw na słońcu przez Janssena (1768), jako składnik chromosfery i protuberancji, i stąd pochodzi jego nazwa (*helios* oznacza po grecku słońce); dopiero znacznie później Ramsay odkrył go (1895) także na ziemi, jako składnik atmosfery ziemskiej.

**90. Warstwa odwracająca. Korona słoneczna.** Dopiero pod chromosferą znajduje się cienka warstwa, zawierająca te pierwiastki, które w przeważnym stopniu powodują widmo absorbcyjne fotosfery. Warstwa ta, zwana warstwą odwracającą, stała się w ostatnich czasach przedmiotem nader ścisłych badań w czasie zaćmień słonecznych, gdyż tylko wtedy, badając widmo brzegu słonecznego, można dostrzec oraz fotografować przerywane jasne widmo tej warstwy.

Bardzo ciekawem oraz efektownem zjawiskiem, widzialnem także tylko w czasie całkowitych zaćmień słońca, jest *korona słoneczna* (ryc. 57). Przedstawia się ona jako jasna aureola, okalająca widzialną, czarną tarczę księżyca, której odgałęzienia sięgają niekiedy na odległość kilku milionów kilometrów od widzialnego normalnie brzegu słońca.

Korona jest zjawiskiem niewątpliwie materjalnem, jednakowoż nie można jej uważać za atmosferę, podobną np. do ziemskiej, gdyż gęstość jej jest znikoma i nie wzrasta w miarę zbliżania się do powierzchni słońca, jakby przy ciśnieniu warstw wyższych na niższe być musiało; nie stwierdzono też dotąd, aby brała ona udział w ruchu wirowym słońca. Raczej należy przypuszczać, że składa się ona po części tylko z bardzo rozrzedzonego świecącego gazu, charakteryzującego się jasną linią zieloną, o długości fali  $\lambda = 5.303 A^{\circ}$ , oraz z drobnych cząsteczek ciekłych lub stałych, oświetlonych przez słońce; pochodzenie wspomnianej zielonej linii nie jest dotąd znane. Materja korony prawdopodobnie jest przez słońce odpychana, a siłą odpychającą jest elektryczność, albo też ciśnienie promieni światła słonecznego. Wogóle zjawisko to jest jeszcze pod wielu względami zagadkowe, pomimo bardzo różnorodnych badań, którym w czasie zaćmień bywa poddawane. Wszelkie dążenia, aby uczynić koronę dostępną dla obserwacji w każdej porze, t. j. także przy słońcu niezaćmionem, nie zostały dotąd uwieńczone pomyslnym skutkiem.

Bardzo ciekawy jest fakt, że postać korony jest zależna od liczby plam na słońcu, zmienia się więc także perjodycznie w okresie 11-letnim.

**91. Budowa słońca. Energia słońca.** Materiał dotychczasowy nie wystarcza do dokładnego poznania budowy słońca, jednakowoż pewne prawdopodobne wnioski dadzą się z niego wyprowadzić.

Przy temperaturze  $7.000^{\circ}$  żaden pierwiastek na słońcu nie może znajdować się w stanie stałym lub ciekłym, tem bardziej, że warstwy wewnętrzne słońca, podlegające olbrzymim ciśnieniom i nie promieniujące ciepła nazewnątrz, posiadają temperaturę znacznie wyższą, niż warstwy zewnętrzne. A zatem słońce należy uważać za kulę lotną. Warstwy powierzchniowe ochładzają się przez promieniowanie w zimną przestrzeń, przez co wytwarzają się prądy konwekcyjne gorących gazów, skierowane od wnętrza słońca ku powierzchni i odwrotnie — prądy gazów ochłodzonych, skierowane od powierzchni ku wnętrzu. Prądy te płyną z mniejszą lub większą chyżością, a często materia bywa wyrzucana z wnętrza z olbrzymią energią i dostaje się na powierzchnię w postaci wysokich. W ścisłym związku z tą wymianą ciepła znajdują się niewątpliwie plamy słoneczne.

Fotosferę należy uważać za warstwę graniczną, gdzie ciśnienie warstw zewnętrznych jest tak znaczne, iż gazy tej warstwy posiadają już widmo ciągłe. Ponad nią leżące warstwy dają widmo przerywane, które na tle widma ciągłego fotosfery występuje w postaci ciemnych prążków. Jako widmo, złożone z jasnych linii, występuje ono tylko na brzegu słońca, gdzie warstwy te są widzialne nie na tle fotosfery. Tuż ponad fotosferą przypada warstwa odwracająca, zawierająca wszystkie pierwiastki słoneczne, jednakowoż cięższe pierwiastki znajdują się w niej najniżej. W pewnej wysokości ponad fotosferą znajdują się już tylko pierwiastki najlżejsze, t. j. wodór i hel; warstwą, której te dwa pierwiastki stanowią przeważającą część, jest chromosfera. Jest to zewnętrzna warstwa słońca, atmosfera słoneczna w ściślejszym znaczeniu. Znajdująca się ponad nią korona podlega już prawom innym i składa się z materji, odpychanej przez słońce.

Energja słoneczna, objawiająca się w promieniowaniu, wyczerpuje się nieustannie. Pomimo to natężenie promieniowania słońca nie zmniejsza się w stopniu dostrzegalnym, skąd wynika, że utracona energja musi znajdować jakąś kompensatę. Nie znamy źródeł zewnętrznych, z których słońce mogłoby czerpać energję, a więc rozprasza ono tylko zapasy własnej energji. Musimy stąd wnioskować, że albo na słońcu zachodzą takie procesy, które sprawiają, że pomimo zmniejszania się ogólnej ilości jego energji wewnętrznej ilość wydzielanej nazewnątrz energji promienistej przez długie okresy czasu nie ulega dostrzegalnej zmianie, albo też, że ilość traconej energji jest znikomą małą w stosunku do całej nagromadzonej w słońcu energji.

Ponieważ cząsteczki materji, z której utworzone jest słońce, pod działaniem grawitacyjnym masy słońca muszą spadać ku środkowi, więc skutkiem tego część energji potencjalnej cząsteczek zmienia się w ciepło. Gdyby ta energja potencjalna tworzyła jedyny zapas energji, którym słońce rozporządza, to równolegle z wydzielaniem energji nazewnątrz musiałby zachodzić proces koncentracji cząsteczek, a więc proces kurczenia się słońca. Pogląd taki, wygłoszony przez Helmholtza, nie znajduje się w sprzeczności z obserwacją. Według obliczeń Helmholtza zmniejszanie się objętości słońca, które dla zrównoważenia traconej energji musiałoby zachodzić, jest tak małe, iż w ciągu długich okresów czasu nie dałoby się stwierdzić przez obserwację.

Jednakże z obliczeń tych wypływa również, że gdyby słońce traciło energję stale w tej samej ilości, co obecnie, a jedynym źródłem

energji promienistej była grawitacja, to energji tej starczyłoby zaledwie na 18 milionów lat. Tymczasem badania geologiczne i kosmogoniczne prowadzą do wniosku, że ziemia istnieje już przynajmniej setki milionów lat, a słońce wiele miliardów lat. Wobec tego muszą istnieć na słońcu jeszcze inne źródła energji promienistej, i to znacznie bogatsze, niż grawitacja. Odkrycie ciał promieniotwórczych pouczyło nas, że w jądrach atomów mogą być nagromadzone tak olbrzymie ilości energji potencjalnej, o jakich przedtem nie mieliśmy pojęcia; z jednego grama, rozpadającego się uranu, otrzymujemy w sumie  $5.10^9$  gramstopni. Być może, że to źródło energji winno być brane w rachubę w rozważaniach nad długowiecznością słońca. W najnowszych czasach pojawiła się hipoteza o możliwości zamiany masy na energję; w myśl tej hipotezy  $m$  gramów masy przetwarzają się na  $m \cdot c^2$  ergów energji, w czym  $c$  oznacza prędkość światła, czyli że 1 gr masy, przetwarzając się w energję, dostarcza  $9.10^{20}$  ergów energji czyli  $2.15 \cdot 10^{13}$  gramstopni. Byłoby to wprawdzie potężne źródło ciepła, nie mamy jednak dzisiaj dostatecznych danych, przemawiających za taką przemianą masy w energję. Tak zatem zagadnienie źródeł energji słońca i gwiazd w ogólności musimy uważać za nierozwiązane dotychczas.

#### Zadanie:

Jaka masa musiałaby się w każdej sekundzie przetwarzać w energję promieniowania, ażeby pokryć straty energji cieplnej słońca w jednej sekundzie? Na jaki okres czasu starczyłoby energji z tego źródła?

## ROZDZIAŁ XII

### Budowa fizyczna planet

**92. Światło zwierzyńcowe.** Najbliżej słońca ze znanych planet jest Merkury. Pewne perturbacje w ruchach Merkurego zdawały się przemawiać za tem, że istnieje jakaś jeszcze bliższa słońca planeta, której nawet nadano nazwę *Wulkana*. Planety tej jednakże mimo bardzo troskliwych poszukiwań nie znaleziono.

Wiemy natomiast, że dokoła słońca rozciąga się w płaszczyźnie równika słonecznego pierścień drobnych cząsteczek materji, sięgający prawdopodobnie aż poza drogę ziemską. Pierścień ten bywa widziany z ziemi jako błada jasność na niebie i szczególnie jest wybitny w lutym i w marcu po zachodzie słońca oraz we wrześniu i w październiku przed wschodem słońca.

Ze względu na położenie tego światła w granicach pasa zwierzyńcowego nazywa się ono *światłem zodjakałnem* czyli *zwierzyńcowem*. Jest to światło słoneczne, odbite od drobnych cząsteczek, rozproszonych dokoła słońca w płaszczyźnie równika słonecznego.

Przyjmując pewną, określoną masę dla ogółu cząsteczek, tworzących pierścień światła zwierzyńcowego, można działaniem ich tak samo wyjaśnić perturbacje Merkurego, jak działaniem planety intermerkurjalnej. Perturbacje te objaśniają się również jako prosta konsekwencja teorii względności Einsteina, co stanowi jeden z najważniejszych argumentów, przemawiających za tą teorią.

**93. Merkury.** Merkury należy do najmniej zbadanych planet, gdyż świeci w nieobecności słońca bardzo krótko, i to bardzo blisko poziomu, gdzie światło jego podlega silnej absorpcji atmosferycznej. W czasie obiegu synodycznego dokoła słońca wykazuje on fazy, podobne do faz księżyca, a gołym okiem jest widzialny jako gwiazda wielkości od  $(-1)$  do  $(+1)$ .

Merkury jest najmniejszą ze wszystkich wielkich planet. Co do objętości jest on  $16\frac{2}{3}$  razy mniejszy od ziemi, a ponieważ masa jego jest 25 razy mniejsza od masy ziemskiej, więc średnia gęstość Merkurego wynosi  $3.8 \text{ gr cm}^{-3}$ .

Warunki, które panują na Merkurym, są bardzo różne od warunków ziemskich. Promieniowanie słońca na Merkurym jest 10 razy silniejsze, niż w odległości ziemi, a rozkład otrzywanego ciepła na powierzchni tej planety jest o wiele mniej korzystny, niż na ziemi. Mianowicie, z badań nad ruchem wirowym Merkurego okazuje się, że obraca się on dokoła osi w tym samym okresie, w którym obiega dokoła słońca, t. j. w 88 dniach. Skutkiem tego jedna półkula planety zawsze jest zwrócona ku słońcu, druga zaś stale od słońca odwrócona. Niema tam więc zmiany dnia i nocy, a także niema i pół roku, ponieważ równik Merkurego tworzy mały kąt z płaszczyzną jego drogi.

Nieliczne szczegóły, zauważone na powierzchni Merkurego, nie dają nam prawie żadnego pojęcia o ukształtowaniu jego powierzchni. Niektóre spostrzeżenia przemawiają za tem, że Merkury jest pozbawiony atmosfery i że pod wielu względami jest podobny do naszego księżyca.

#### Zadania:

1. Obliczyć promień kuli Merkurego, przyjmując, że objętość jego stanowi  $0.06$  objętości ziemi.
2. Obliczyć »stałą słoneczną« (ustęp 85) dla Merkurego.

**94. Wenus.** Następną co do odległości od słońca planetą jest Wenus. Jako planeta dolna, wykazuje ona w ciągu swego obiegu synodycznego fazy, podobnie jak księżyc i Merkury. Jasność jej jest zawsze bardzo znaczna i dochodzi do  $(-4)$  wielkości: jest ona po słońcu i księżycu najjaśniejszym ciałem niebieskim. Jedną z przyczyn tej wielkiej jasności jest okoliczność, iż powierzchnia Wenus odbija  $76\%$  padających na nią promieni słonecznych, t. j. prawie tyle, co świeżo spadły śnieg. Białość ta, czyli *albedo*, nie dotyczy jednakże właściwej powierzchni planety, ale tylko utworów, unoszących się w jej atmosferze, t. j. obłoków lub mgły. Za tem, że Wenus posiada atmosferę, przemawia wiele zjawisk, jak np. nadmierna długość rogów w czasie małej fazy, jak aureola, dostrzegana dokoła niej w czasie przejść przed tarczą słoneczną, i inne.

Ta rozległa i gęsta atmosfera jest powodem, że sposobność dostrzeżenia jakichś szczegółów powierzchni Wenus zdarza się dość rzadko; natomiast często twory atmosferyczne, krótkotrwałe i zmienne, przyjmowano za trwałe twory powierzchni, co było powodem wielu nieporozumień.

Wobec takiego stanu rzeczy trudno rozwiązać tak ważną kwestję, jak wyznaczenie okresu obrotu Wenus dokoła osi oraz położenia jej równika. Wyniki odnośnych badań, otrzymane przez różnych badaczy, były sprzeczne. Podczas, gdy jedni badacze doszli

do wniosku, że okres obrotu jest krótki, wynoszący około 24 godzin, inni na podstawie swoich obserwacji utrzymują, iż Wenus, podobnie jak Merkury, obraca się dokoła osi raz w czasie swego obiegu gwiazdowego, zwraca zatem ku słońcu stale tę samą swoją półkulę. Zdaje się wszakże, że rzeczywistości odpowiada okres  $24^h$ , za czem przemawiają badania ruchu wirowego, oparte na zjawisku Dopplera (ustęp 84).

Wobec powyższych niepewności niewiele można powiedzieć o warunkach fizycznych, panujących na Wenerze. Niewątpliwa obecność atmosfery na Wenerze czyni ją poniekąd podobną do ziemi, tem bardziej, że i działanie słońca na Wenerze jest tylko dwa razy silniejsze, niż na ziemi, a gęsta atmosfera łagodzi niezawodnie nadmiar ciepła słonecznego.

Pod względem wielkości i masy Wenus jest ze wszystkich planet najbardziej zbliżona do ziemi. Objętość jej wynosi  $0.92$  objętości ziemi, a średnia jej gęstość, wobec tego, że masa jej stanowi  $0.81$  masy ziemi, wynosi  $4.86 \text{ gr cm}^{-3}$ . Czy pozatem istnieje jakieś podobieństwo między Wenerą a ziemią, niewiadomo.

**95. Ziemia i jej księżyc.** Następną z kolei planetą jest ziemia. Cały szereg szczegółów, dotyczących jej ruchów, kształtu i rozmiarów, zawierają poprzednie rozdziały. Badanie szczegółowe ziemi pod względem fizycznym jest przedmiotem wielu nauk, jak geografia fizyczna, geofizyka, geologia, meteorologia i t. d.; wyniki tych nauk nie wchodzą już w zakres właściwej kosmografji. To też ustęp ten jest poświęcony nie ziemi, ale jej towarzyszeni, księżycowi.

Księżyc, jako najbliższe z ciał niebieskich, jest też najlepiej z pośród nich wszystkich zbadany. Średnica pozorna tarczy księżyca wynosi w średniej odległości  $31' 5''$ ; ponieważ paralaksa księżyca w średniej odległości wynosi  $57' 2.7''$ , wobec tego rzeczywista średnica księżyca stanowi  $0.273$  średnicy ziemi. Stąd wynika, że objętość księżyca jest  $49.26$  razy mniejsza od objętości ziemi; że zaś masa księżyca jest  $81.56$  razy mniejsza od masy ziemi, więc średnia jego gęstość wynosi tylko  $3.33 \text{ gr cm}^{-3}$ .

Już patrząc gołym okiem na księżyc, dostrzega się na jego powierzchni plamy, których położenie w stosunku do brzegów tarczy księżyca nie zmienia się. Księżyc zatem zwraca zawsze tę samą półkulę ku ziemi, podobnie jak Merkury ku słońcu. Wnioskujemy stąd, że księżyc obraca się dokoła osi w tym samym okresie, w którym obiega dokoła ziemi, t. j. w miesiącu gwiazdowym.

Ponieważ obrót dokoła osi jest jednostajny, a prędkość biegu dokoła ziemi zmienna, więc widzialna jest nie ściśle wciąż ta sama półkula księżyca, lecz to z jednej, to z drugiej strony wychylają się części przeciwległej półkuli. Te kołysania się księżyca noszą nazwę *libracji*.

Oś obrotu księżyca jest prawie prostopadła do ekliptyki, tworząc z osią ekliptyki kąt, wynoszący tylko  $1^{\circ} 32'$ ; takż kąt tworzy oczywiście płaszczyzna równika księżyca z płaszczyzną ekliptyki. Zgodnie z okresem obrotu dokoła osi, dzień i noc na księżycu trwają po 14 dni.

Księżyc nie posiada atmosfery, o czem wnosimy z wielu spostrzeżeń. Tak np. światło gwiazd nie podlega na brzegu księżyca refrakcji ani absorpcji, które atmosfera musiałaby powodować. Dalej,

granica pomiędzy ciemną a oświetloną częścią księżyca jest ostra; niema więc na księżycu łagodnego przejścia od dnia do nocy, t. j. zmierzchu, którego przyczyną na ziemi jest atmosfera, oświetlona promieniami słonecznymi. Takich zjawisk, które świadczą o braku atmosfery na księżycu, możnaby przytoczyć jeszcze więcej.

Dzięki temu, iż księżyc nie posiada atmosfery, powierzchnia jego występuje nader wyraziście, pozwalając dostrzegać bardzo drobne szczegóły budowy. Oczywiście druga, odwrócona od nas połowa księżyca, jest całkiem niedostępna dla badań.

Skutkiem braku atmosfery oraz długich dni i nocy na księżycu, temperatura jego powierzchni zmienia się w bardzo wielkich granicach. Według pomiarów Pettita i Nicholsona teren powierzchni księżyca, poddany w ciągu czternastu dni działaniu prostopadle padających nań promieni słońca, rozgrzewa się do temperatury  $+77^{\circ}\text{C}$ , podczas zaś czternastodniowych nocy ostyga do temperatury  $-163^{\circ}\text{C}$ .

#### Zadania:

1. Czy obserwator, stojący na powierzchni księżyca, dostrzeżałby wschód i zachód ziemi?
2. Ile razy obraca się księżyc w ciągu roku dookoła swej osi wirowania?

**96. Powierzchnia księżyca.** Badając powierzchnię księżyca przez teleskop, dostrzegamy przede wszystkim wielkie plamy o zabarwieniu jednostajnym, ciemniejszym, aniżeli ogólne tło księżyca. Plamy te noszą nazwę mórz, chociaż dziś wiemy, że z morzami nie mają nic wspólnego: są to rozległe równiny, na których tylko gdzieś występują niewielkie wyniosłości. Największym ze wszystkich mórz jest t. zw. ocean Burz (*Oceanus Procellarum*) we wschodniej części półkuli północnej. Inne ważniejsze morza są: morze Spokojne (*Mare Tranquillitatis*), morze Chmur (*Mare Nubium*), morze Deszczów (*Mare Imbrium*), morze Jasności (*Mare Serenitatis*) i t. d. Jasne części tarczy księżyca leżą wyżej w porównaniu z morzami i na nich rozpościerają się w przeważnej części *góry księżycowe*.

Badanie kształtu i wysokości gór księżycowych polega głównie na obserwacji cieniów, rzucanych przez nie na powierzchnię księżyca. Biorąc pod uwagę kierunek promieni słonecznych, można na podstawie cieniów zbadać całą rzeźbę powierzchni księżyca.

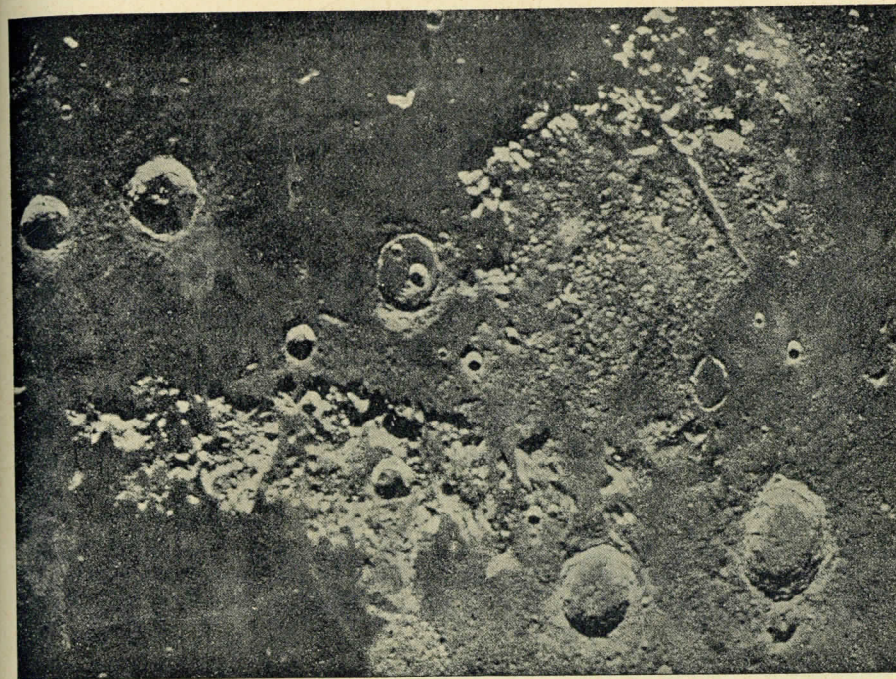
Góry, zbliżone charakterem do gór ziemskich, są na księżycu dosyć nieliczne. Góry takie ciągną się przeważnie długimi pasmami wzdłuż brzegów mórz, ku którym spadają bardzo stromo; po stronie zaś przeciwnej spadają o wiele łagodniej. Najwybitniejszym pasmem górskim są *Apeniny*, które ciągną się blisko na 400 kilometrów wzdłuż południowo-zachodniego brzegu morza Deszczów. Grzbiet tych gór przebiega średnio na wysokości 4 km od podnóża, a niektóre szczyty mają wysokość przeszło 6 km. Z innych łańcuchów górskich ważniejsze są *Karpaty*, *Kaukaz*, *Alpy* (ryc. 61), *Pireneje* i t. d.

Najczęściej występującymi formacjami na księżycu są *góry pierścieniowe* i *kratery*, które nadają powierzchni księżyca charakter, bardzo różny od powierzchni ziemi.

Kratery księżycowe są to wzgórza o postaci pierścienia mniej lub więcej regularnego. Wał taki okrągły spada zwykle stromo ku stronie wewnętrznej, a znacznie łagodniej ku zewnętrznej i otacza

zagłębienie, którego dno znajduje się niekiedy o kilka tysięcy metrów pod poziomem zewnętrznego podnóża. Dno to zazwyczaj bywa płaskie i równe, ale często też wznoszą się pośrodku strome góry, których szczyty jednakże tylko rzadko sięgają szczytów zewnętrznego wału. Kratery księżycowe w niektórych okolicach księżyca skupiają się w tak ogromnej ilości, iż cała powierzchnia wydaje się jakby podziurawiona i przedstawia bardzo chaotyczny, dziki obraz. Do największych należy okolica krateru Tycho.

Góry pierścieniowe tem różnią się od kraterów, że zajmują o wiele znacznie większą powierzchnię, wynoszącą niekiedy dziesiątki tysięcy kilometrów kwadratowych, a zewnętrzny pierścień składa się



Ryc. 61.

nie z jednego wału, lecz z całych pasm i łańcuchów górskich, często bardzo chaotycznie poplątanych. Wszystkich gór pierścieniowych i kraterów jest obecnie znanych z górą 50.000.

Do ciekawych utworów księżycowych należą jeszcze ciemne *pregi*, ciągnące się wzdłuż na setki kilometrów i przecinające góry i morza. Są to brózdki, powstałe skutkiem pęknięcia skorupy księżyca, sięgające niekiedy do głębokości 300 metrów. Takich pręg znamy dotąd przeszło tysiąc. Dalej zwracają uwagę, szczególnie w czasie pełni, jasne smugi, rozchodzące się promienisto w rozmaite strony od niektórych kraterów. Najwybitniejszy układ smug rozchodzi się od krateru Tycho. Smugi te nie są zagłębieniami na powierzchni księżyca ani też wzniesieniami, są to więc wprost pasma, silniej

odbijające światło słoneczne, aniżeli przyległy teren; o pochodzeniu tych smug dotąd nie możemy nic pewnego powiedzieć.

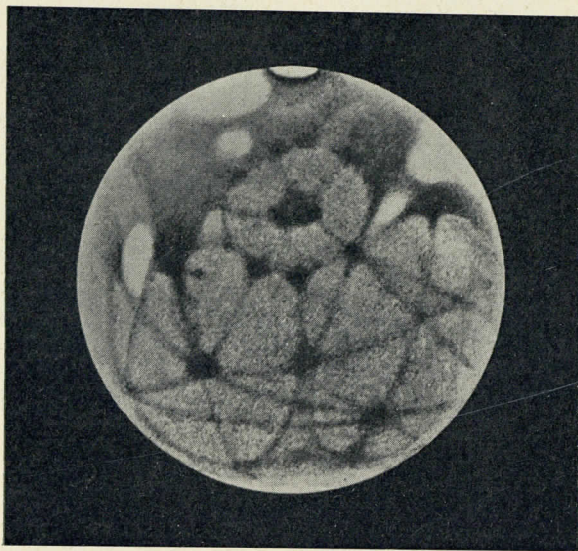
W ostatnich kilkudziesięciu latach używa się do badania powierzchni księżycy metody fotograficznej, co w znacznym stopniu przyczynia się do poznania szczegółów powierzchni księżycy. Rycina 61 daje wyobrażenie o charakterystycznych utworach powierzchni księżycy.

#### Ćwiczenie:

Przy pomocy mapy księżycy zapoznaj się z rozmieszczeniem i nazwami najważniejszych »mórz« i kraterów księżycy! Wykonaj odpowiedni rysunek tarczy księżycy! O ile rozporządzasz lornetką lub lunetą, odszukaj wspomniane twory na powierzchni księżycy.

**97. Mars.** Najbliższą słońca planetą górną jest Mars. Jest on widzialny z ziemi zawsze jako jasne ciało, o wybitnie czerwonej barwie, które zmienia się, zależnie od odległości, w granicach od (— 3) do (+ 2-ej) wielkości. Pod względem objętości jest on 6·67 razy mniejszy od ziemi, a pod względem masy 9·26 razy mniejszy, tak że średnia jego gęstość równa się 0·72 średniej gęstości ziemi.

Mars wyróżnia się wśród innych planet obfitością szczegółów, dostrzeżonych na jego powierzchni (ryc. 62). Są to w przeważnej części



Ryc. 62.

dzięki którym można było bardzo dokładnie zbadać okres obrotu Marsa dookoła osi oraz położenie jego równika. Okres obrotu dookoła osi wynosi 24 godzin 37 minut 22·58 sekund, a więc dzień na Marsie tylko trochę jest dłuższy od dnia ziemskiego. Równik Marsa jest nachylony względem płaszczyzny jego drogi pod kątem 25° 10'; kąt ten, jak widzimy, bardzo jest zbliżony do pochyłości ekliptyki. Wynika stąd, iż na Marsie zachodzą zmiany pór

podobny, jak na ziemi (zobacz zadanie 4 ustępu 32). Ponieważ okres obiegu Marsa dookoła słońca wynosi 687 dni, więc też pory roku są tam blisko 2 razy dłuższe, niż na ziemi. Na powierzchni Marsa występują utwory bardzo rozmaite co do barwy, kształtu i wielkości. Szczególnie wyróżniają się miejsca o barwie jasnej, zwane łądami, i miejsca ciemniejsze, zwane mórzami, zatokami i jeziorami, zależnie od ich wielkości. Są to utwory

trwałe, których wygląd może zresztą ulegać znacznym zmianom w rozmaitych porach roku Marsa.

W ostatnich 50 latach topografia Marsa była badana nader szczegółowo. Szczególnie ciekawymi utworami są t. zw. *kanaly*; są to ciemne prążki, przebiegające na powierzchni łądów Marsa i łączące ze sobą dwa morza lub też jeziora z morzami. Przebiegają one zazwyczaj w kierunku wielkich kół, a razem tworzą misterną sieć prawie o geometrycznej regularności (rycina 62). Ta regularność była podstawą hipotezy, że są one dziełem istot rozumnych. Szczególnie ciekawa jest okoliczność, że widzialność kanałów znajduje się w wyraźnym związku z porami roku na Marsie, a mianowicie z wielkością *plam biegunowych*.

Plamy biegunowe są to białe plamy (ryc. 62), pokrywające okolice obu biegunów; wielkość ich zmienia się bardzo w zależności od pory roku. Gdy na półkuli północnej jest lato, plama północna maleje, wzrasta zaś plama południowa. Odwrotnie, gdy półkula południowa ma lato, zmniejsza się plama południowa, a wzrasta północna. Niekiedy znika całkowicie plama na tej półkuli, która ma lato. Zmiany plam sprawiają wrażenie, że są to zestalone masy jakiejś cieczy, które tają pod działaniem ciepła słonecznego. Narzuca się analogia ze śniegami i lodami podbiegunowymi na ziemi.

Gdy południowa plama około daty południowego stanowiska słońca prawie znika, kanaly, szczególnie na półkuli południowej, występują w wielkiej liczbie; są one przytem szerokie i wyraźne. Gdy wzrasta plama południowa, poczynają znikać kanaly, najpierw najbardziej północne, później coraz bardziej południowe, aż wreszcie znikają na pewien czas wszystkie. Sprawia to wrażenie, że kanałami odpływa jakaś ciecz, powstająca z tajania plam biegunowych, i za ich pośrednictwem rozchodzi się po całej powierzchni Marsa.

Istnienie atmosfery na Marsie nie może ulegać wątpliwości, skoro wyżej wspomniana cyrkulacja tam istnieje. Jednakże atmosfera ta jest bardzo przezroczysta i prawie nie wpływa na wyrazistość szczegółów, widocznych na powierzchni Marsa. Kondensacje w rodzaju naszych chmur lub mgły stosunkowo rzadko bywają dostrzegane na Marsie.

Podobieństwo warunków, panujących na Marsie, do warunków ziemskich, a nadto odkrycie kanałów, tak regularnie przebiegających i jakgdyby według jakiegoś potężnego planu poprowadzonych, jest przyczyną wielkiego zainteresowania się szerszego ogółu tą planetą. Czemu jednak są te kanaly, tego dotąd z całą pewnością nie wiemy.

Mars posiada dwa księżyce. Są to drobne ciała, widzialne jako gwiazdy 12-ej wielkości, z których bliższy Marsa, *Fobos*, krąży w odległości 9.380 km od środka Marsa, ma średnicę 15 km, dalszy zaś, *Dejmos*, krąży w odległości 23.460 km od środka Marsa, ma średnicę 8 km.

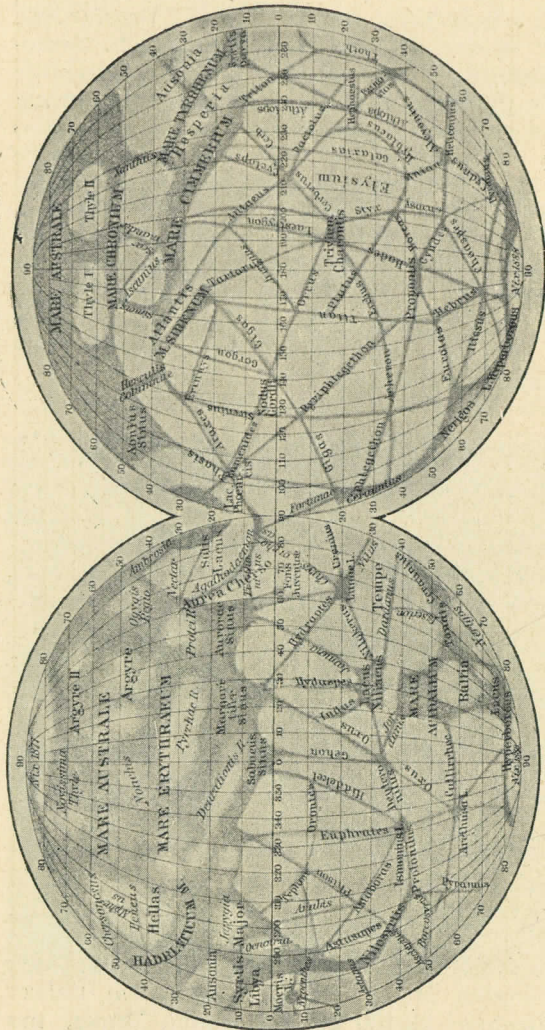
Fobos obiega Marsa w okresie 0<sup>d</sup> 7<sup>h</sup> 39<sup>m</sup> 14<sup>s</sup>, Dejmos zaś w okresie 1<sup>d</sup> 6<sup>h</sup> 17<sup>m</sup> 55<sup>s</sup>. Jak widzimy, Fobos okrąży Marsa w czasie krótszym, niż okres obrotu Marsa dookoła jego osi. Jest to jedyny wypadek tego rodzaju w całym układzie słonecznym. Wskutek tak szybkiego ruchu obserwator na Marsie odniósłby wrażenie, że Fobos posiada ruch, przeciwny pozornemu dziennemu ruchowi nieba.

## Ćwiczenia:

1. Oceń wielkość wizualną Marsa w dowolnym dniu, porównyując jego jasność z jasnościami gwiazd, których wielkości znane są z tablic, podanych na końcu książki; zrób to samo dla innych planet!

2. Obserwuj wieczorami, w odstępach co kilka dni położenie Marsa względem sąsiednich gwiazd i rysuj odnośne konfiguracje w zeszycie. Zauważ ruch Marsa względem gwiazd na sklepieniu nieba!

3. Porównać szczegóły powierzchni Marsa, widoczne na rycinie 62, z mapą Marsa, zawierającą nazwy kanałów i mórz (ryc. 63).



Ryc. 63.

**98. Planetoidy.** Średnia odległość między Marssem a następną wielką planetą, Jowiszem, wynosi 3·7 jednostek planetarnych. W tej przestrzeni między torami Marsa i Jowisza krąży wielka liczba drobnych planet, zwanych planetoidami. Są to ciała tak małe, że mogą być widziane z ziemi tylko w okresach, bliskich opozycji, jako drobne ciała teleskopowe.

Pierwsza planetoida *Ceres* została odkryta 1 stycznia 1801 r.; obecnie liczba znanych planetoid przekracza 1.100 i wzrasta ciągle dzięki coraz nowym odkryciom. Największymi planetoidami są *Ceres*, *Pallas*, *Juno* i *Vesta*, które w opozycjach dorównują gwiazdom od 6-ej do 8-ej wielkości; przeważna część planetoid dorównywa gwiazdom od 11-ej do 14-ej wielkości.

O budowie fizycznej planetoid nic nam nie wiadomo, jak również o ich objętości i masie. Według prawdopodobnego szacowania ogólna ich objętość i masa nie dorównywa nawet tysięcznej części objętości i masy ziemi.

Jedną z planetoid, *Eros*, odkrytą w r. 1898, której średnia odległość od słońca wynosi 1·46 jednostek planetarnych, krąży między

ziemią a Marssem, a z powodu dużego mimośrodów swej drogi może zbliżać się do ziemi na odległość 0·11 jednostki planetarnej, a więc na odległość najmniejszą, jaka zachodzi pomiędzy ziemią a jakąkolwiek planetą. Dlatego obserwacje *Erosa* dają możliwość bardzo dokładnego wyznaczenia paralaksy słońca (ustęp 67).

W r. 1906 odkryto planetoidę *Achillesa*, która krąży już poza torem Jowisza, a więc w przestrzeni między Jowiszem a Saturnem. Później odkryto jeszcze kilka planet tej grupy, z których najdalsza, *Hektor*, krąży w odległości 5·28 jednostek planetarnych od słońca, t. j. o 0·08 jednostki planetarnej dalej, aniżeli Jowisz.

## Zadania:

1. Oblicz natężenie siły ciężkości na planetoidzie *Ceres*, przyjmując, że średnica jej wynosi 770 km, masa zaś jest 8.000 razy mniejsza od masy ziemi.

2. Obliczyć największą i najmniejszą odległość *Erosa* od słońca, wiedząc, że jego średnia odległość od słońca wynosi  $217\cdot94 \cdot 10^6$  km, mimośród zaś 0·22297. Ile wynosi paralaksa *Erosa*? Ile wynosi jego czas obiegu dokoła słońca?

**99. Jowisz.** Jowisz jest największą planetą całego układu słonecznego. Objętość jego jest 1.312 razy większa od objętości ziemi, masa zaś 316·94 razy większa od masy ziemi. Stąd wynika, że średnia gęstość Jowisza wynosi zaledwie  $1\cdot34$  gr  $cm^{-3}$ . Z ziemi widziany przedstawia się Jowisz jako jasna gwiazda o żółtawej barwie, która, w zależności od odległości od ziemi, zmienia się od (— 1·5) do (— 2·5) wielkości.

Jowisz posiada bardzo szybki ruch wirowy; okres obrotu jego wynosi zaledwie 9 godzin 57 minut. Dostrzeżono jednakże, że okres ten wypada nieco różny, zależnie od odległości plam, z których ruchu okres wyprowadzono, od równika Jowisza. Pod tym względem Jowisz jest podobny do słońca i widać stąd, że powierzchnia jego jeszcze nie jest tak ustalona, jak powierzchnia planet, dotąd opisanych. Płaszczyzna równika Jowisza tworzy z płaszczyzną drogi mały kąt, wynoszący  $3^{\circ}6'9''$ , wobec czego pory roku, podobne do ziemskich, na nim nie istnieją.

Szybki ruch wirowy w połączeniu z wielkimi rozmiarami spowodował znaczne spłaszczenie Jowisza u biegunów, wynoszące  $1:15\cdot4$ ; spłaszczenie to uderza na pierwszy rzut oka (ryc. 64).

Powierzchnia Jowisza nie przedstawia takiego bogactwa szczegółów, jak powierzchnia Marsa. Charakterystyczne dla Jowisza są pasy, ciągnące się równoległe do jego równika po obu stronach, z których środkowy, najszerszy, ma około  $20^{\circ}$  szerokości; pasy te są zmienne tak co do szerokości, jak i co do położenia. Prócz tego pojawiają się na Jowiszu plamy mniejsze i większe, które niekiedy odznaczają się znaczną trwałością; obserwacje tych plam są podstawą wyznaczenia okresu obrotu Jowisza. Szczególną trwałością odznacza się wielka czerwona plama, która jest już obserwowana od blisko 100 lat, choć niekiedy bywa bardzo słaba i ledwie dostrzegalna.

Plamy Jowisza są ruchome, z czego wynika, że nie są to utwory, spoczywające na jakimś trwałym podłożu, lecz prawdopodobnie unoszą się w atmosferze Jowisza. Wiele argumentów przemawia za tem, że powierzchni Jowisza nie widzimy wcale, a dostrzegamy tylko otaczającą go gęstą atmosferę, i że zmiany, które w tej atmosferze wi-



dzimy, zachodzą pod działaniem własnego ciepła Jowisza. Wynikałoby stąd, że znajduje się on w stanie przejściowym pomiędzy stanem słonecznym a tym, który osiągnęły planety mniejsze, posiadające twardą skorupę. Rycina 64 daje wyobrażenie o wyglądzie powierzchni Jowisza, oglądanego przez lunetę.

U Jowisza odkryto 9 księżyców, z których 4 wielkie znane są oddawna (odkrył je w r. 1610 Galileusz), 5 zaś następnych, bardzo małych, odkryto w ostatnich czasach. Nazwy czterech wielkich księżyców są: 1) *Io*, 2) *Europa*, 3) *Ganimed*, 4) *Kallisto*. Są to, z wyjątkiem *Europy*, ciała kilka razy większe od naszego księżyca,



Ryc. 64.

*Europa* zaś równa się co do wielkości księżycowi ziemskiemu. Pod względem masy największy jest *Ganimed*, dalej idą kolejno *Kallisto*, *Europa* i *Io*. Wiadomości o ich budowie fizycznej są bardzo skąpe. Z drobnych księżyców Jowisza księżyce ósmy i dziewiąty biegną dokoła Jowisza w kierunku wstecznym, t. j. przeciwnym ruchowi wszystkich innych księżyców.

Zadanie:

Jak przedstawiałaby się noc księżycowa obserwatorowi, umieszczonemu na powierzchni Jowisza?

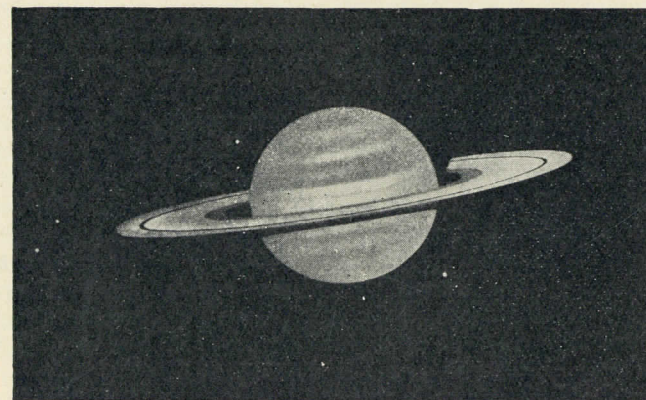
**100. Saturn.** Następna planeta Saturn pod wielu względami jest podobna do Jowisza. Co do rozmiarów jest to druga planeta w układzie słonecznym. Objętość Saturna jest 734 razy większa od

objętości ziemi, masa zaś przewyższa masę ziemi 94·9 razy. Stąd wynika, że średnia gęstość Saturna wynosi  $0\cdot71 \text{ gr cm}^{-3}$ ; Saturn jest zatem planetą mało skoncentrowaną, nie posiadającą prawdopodobnie jeszcze stałej skorupy, a więc kulą, utworzoną z par i gazów.

Z ziemi Saturn jest widoczny jako ciało o matowym, białym świetle, zmieniające jasność w granicach od (1·5) do (— 0·5) wielkości gwiazdowej. Już przez małe teleskopy można dostrzec, że Saturn otoczony jest jasnym pierścieniem, którego płaszczyna jest nachylona względem promienia widzenia (ryc. 65). Dostrzega się też spłaszczenie kuli Saturna, silniejsze jeszcze, niż u Jowisza, bo wynoszące 1 : 9·5.

To silne spłaszczenie jest wynikiem prędkiego obrotu Saturna dokoła osi, którego okres wynosi 10 godzin 14 minut. Ale i u Saturna, podobnie jak u Jowisza i słońca, stwierdzono wzrost okresu obrotu wraz z odległością od równika.

Płaszczyna równika Saturna jest nachylona względem płaszczyny jego drogi pod kątem  $26^{\circ} 44\cdot7'$ , z czego wynika, że zachodzą tam, podobnie jak u nas na ziemi, 4 »pory roku«, trwające po 7 lat z górą, ponieważ czas obiegu Saturna wynosi 29·457 lat. Ale



Ryc. 65.

ponieważ działanie słońca na Saturnie jest przeszło 90 razy słabsze, niż na ziemi, więc pory roku na tej planecie nie mogą się bardzo różnić między sobą, a to tem bardziej, że Saturn posiada jeszcze własne ciepło, pod którego wpływem zachodzą zmiany, dostrzegane na jego powierzchni. Zmiany te są niezależne od pór roku i bardzo podobne do zjawisk, zachodzących na Jowiszu. Jak na Jowiszu, dostrzec też można na Saturnie pasy, przebiegające równolegle do równika, a w granicach tych pasów pojawiają się plamy, które po pewnym czasie znikają. Plamy te służą za podstawę do wyznaczenia okresu obrotu Saturna.

Zjawiskiem bardzo ciekawym i jedynym w swoim rodzaju jest wyżej wspomniany pierścień Saturna. Pierścieni jest właściwie trzy, oddzielonych niewielkimi przerwami. Są one prawie spółrodkowe z Saturnem, wydają się okrągłymi i przypadają w jednej płaszczynie z równikiem Saturna. Badania stwierdzają, że składają się one

DR. RYSZARD WÓJCIK  
WARSZAWA IX  
ul. Julianowska 15 m  
Telefon 10-09-65.

z mnóstwa drobnych ciał, które krążą dookoła Saturna z prawa na lewo według praw Keplera, t. j. z prędkością tem większą, im bliżej ciała dane znajduje się planety.

U Saturna odkryto 10 księżyców, których imiona są: *Mimas*, *Encelades*, *Tethys*, *Dione*, *Rhea*, *Tytan*, *Hiperion*, *Japet*, *Phoebe* i *Themis*. Krążą one, z wyjątkiem Phoebe, w płaszczyznach mało nachylonych względem równika Saturna, z prawa na lewo. Księżyc Phoebe (dziewiąty) przedstawia tę samą osobliwość, co ósmy i dziewiąty księżyc Jowisza, t. j. posiada ruch wsteczny. O budowie fizycznej księżyców Saturna dotąd prawie nic nie wiadomo.

#### Ćwiczenie:

Staraj się zaobserwować pierścień Saturna przy pomocy lunety.

**101. Uran. Neptun. Pluton.** Najdalszemi znanymi planetami układu słonecznego są Uran, Neptun i odkryty niedawno (1930 r.) Pluton. Uran jest widoczny z ziemi jako ciało 6-ej wielkości, może więc być jeszcze widziany gołym okiem. Pod względem swych rzeczywistych rozmiarów zajmuje on 3-cie miejsce w układzie słonecznym. Pod względem objętości przewyższa on kulę ziemską 64 razy, pod względem zaś masy 14·66 razy; wynika stąd średnia gęstość Urana  $1\cdot27 \text{ gr cm}^{-3}$ . Gęstością Uran przypomina więc najbardziej Jowisza.

Wielka odległość Urana od ziemi sprawia, że badanie jego powierzchni jest bardzo utrudnione. Niektóre spostrzeżenia przemawiają za tem, że pod względem budowy fizycznej jest on podobny do Jowisza i Saturna. Nader rzadko pojawiające się na powierzchni Urana smugi i plamy nie pozwoliły jeszcze wyznaczyć dokładnie okresu ruchu wirowego; wynosi on około  $10\cdot7^{\text{h}}$ .

U Urana odkryto cztery księżyce, których nazwy są: *Arjel*, *Umbriel*, *Tytanja* i *Oberon*. Wszystkie one mają ruch wsteczny, a drogi ich są do płaszczyzny drogi Urana nachylone pod kątem  $82^{\circ}$ , czyli są niemal prostopadłe do płaszczyzny drogi Urana. W przypuszczeniu, że płaszczyzny dróg księżyców Urana mało są nachylone względem jego równika, wypadłoby, że oś Urana tworzy z płaszczyzną jego drogi kąt około  $8^{\circ}$ . Czy taki stan rzeczy w istocie zachodzi, na to niema jeszcze dostatecznych dowodów.

Przedostatnia planeta, Neptun, głośna jest głównie z tego powodu, że istnienie jej zostało przewidziane na drodze teoretycznej, mianowicie na podstawie perturbacji, dostrzeżonych w ruchu Urana, które można było wyjaśnić tylko istnieniem planety, krążącej poza Neptunem. Rachunki *Leverriera* doprowadziły do znalezienia tej planety na niebie.

Neptun przedstawia się jako gwiazda 8-ej wielkości, nie może więc być widziany gołym okiem. Pod względem objętości przewyższa on ziemię 60 razy, pod względem masy zaś 17·16 razy; jego średnia gęstość wynosi zatem  $1\cdot58 \text{ gr cm}^{-3}$ .

U Neptuna odkryto 1 księżyc, widoczny tylko przez największe teleskopy, jako ciało 14-tej wielkości. Podobnie, jak księżyce Urana, posiada on ruch wsteczny. Wsteczny ruch księżyców Urana i Neptuna nie polega na przypadkowym zbiegu okoliczności, lecz znajduje się niewątpliwie w ścisłym związku z warunkami, w których wytworzył się układ słoneczny.

Najdalsza planeta, Pluton, została odkryta w sposób zupełnie podobny, jak Neptun, mianowicie na podstawie drobnych zaburzeń w ruchu Neptuna. Odkrycie to stanowiło zatem ponowny triumf matematycznych metod badania mechaniki nieba.

Pluton przedstawia się jako drobne ciało 15-ej wielkości, dostrzegalne zatem tylko przez bardzo wielkie lunety. Krąży on w odległości 39·8 jednostek planetarnych w okresie 251 lat. Co do rozmiarów Pluton jest prawdopodobnie mniejszy od ziemi, dokładne dane nie są jednak jeszcze znane.

#### Zadania:

1. Ile wynosi średnia droga dzienna Plutona?
2. Obliczyć obieg synodyczny Plutona, przyjmując, że jego obieg gwiazdowy wynosi 251 lat.

**102. Powstanie układu słonecznego.** Biorąc pod uwagę układ słoneczny jako całość, dostrzegamy pewne cechy, które każą się domyślać, że ruchy ciał, należących do układu, są wynikiem wspólnej przyczyny. Cechy powyższe są następujące: 1) drogi wszystkich planet i księżyców są elipsami, bardzo mało różniąciami się od kół; 2) płaszczyzny dróg wszystkich planet i księżyców (z wyjątkiem księżyców Urana i Neptuna oraz trzech drobnych księżyców Jowisza i Saturna), jak również płaszczyzny równików planet i księżyców (o ile zostały poznane) tworzą małe kąty z płaszczyzną równika słonecznego; 3) wszystkie ruchy planet dookoła słońca oraz księżyców dookoła planet (z wyjątkiem wyżej wspomnianych), jak i ruchy wirowe słońca, planet i księżyców (o ile zostały poznane) odbywają się z prawa na lewo.

Jest rzeczą bardzo mało prawdopodobną, ażeby taki stan rzeczy wytworzył się przypadkowo; a w takim razie ukształtowanie się układu w ten, a nie w inny sposób, było zależne od stałego działania pewnego prawa. W jaki sposób powstał układ słoneczny, dotąd nie wiemy. W tym przedmiocie istnieje wiele różnych poglądów, ale są one w przeważnej części tylko dalszemi rozwinięciami najgłośniejszej hipotezy kosmogonicznej *Laplace'a*, przystosowanemi do poznanych później faktów naukowych oraz mającemi na celu usunięcie trudności, które wylaniają się przy głębszej krytyce tej hipotezy.

Według dzisiejszego stanu nauki hipotezę *Laplace'a* streścić można w sposób następujący. Pierwotnie materia układu słonecznego wypełniała w stanie bardzo rozrzedzonym całą przestrzeń aż poza drogę Plutona. Była to mgławica kulista, utworzona ze słabo świecących gazów o niskiej dosyć temperaturze. Mgławica ta obdarzona była powolnym ruchem wirowym dookoła osi, mało różnej co do kierunku od dzisiejszej osi obrotu słońca. Równoległe z postępującem kurczeniem się grawitacyjnem (ustęp 91) wzrastała prędkość ruchu wirowego (zgodnie z prawem zachowania pól) oraz temperatura mgławicy. Stałe wzrastająca prędkość obrotu była powodem, że w pewnych momentach siła odśrodkowa na powierzchni kuli w pasie równikowym brała górę nad siłą dośrodkową, skutkiem tego oddzielał się na równiku pierścień materji, wirujący nadal w tym samym kierunku, co kula. Przy dalszej koncentracji mgławicy z biegiem czasu oddzieliło się od niej tyle takich pierścieni, ile jest planet w układzie. *Laplace* uważał pierścień Saturna za utwór, powstały

w sposób podobny, który dotąd się zachował. Jednakże budowa tego pierścienia, jaką poznaliśmy (ust. 100)), znajduje się w sprzeczności z tym poglądem.

Pierścienie nie odznaczały się trwałością; pod wpływem czyto perturbacyj w ich układzie, czyto działania sił zewnętrznych, rozpadały się one, a materja ich skupiała się w postaci kul, jako figur równowagi ciał płynnych, poddanych działaniu tylko sił wewnętrznych. Kule te biegły w tym samym kierunku, w którym wirował pierścień, a zarazem same otrzymywały ruch wirowy dookoła osi, prostopadłych do płaszczyzny drogi. Z kul wirujących tworzyły się z biegiem czasu przez oddzielanie się pierścieni księżycy w sposób podobny, jak planety.

Nie wchodząc w szczegóły tej hipotezy, należy zaznaczyć, że aczkolwiek wypływające z niej wnioski znajdują się często w sprzeczności ze znanymi faktami, to jednak, jako idea, była ona nadzwyczaj płodna i z różnemi koniecznemi zmianami służy dotąd za podstawę, na której opierają się naukowe dociekania kosmogoniczne.

## ROZDZIAŁ XIII

### Komety i meteory

**103. Drogi komet.** Komety są ciałami zasadniczo różnemi od gwiazd i planet; od czasu do czasu pojawiają się one na niebie jako mgliste twory, widoczne przez kilka tygodni lub miesięcy, poczem, po przebyciu krótszej lub dłuższej drogi na niebie, znikają. Charakter ich ruchu wskazuje, że pozostają one pod działaniem masy słońca. Położenie dróg komet w układzie słonecznym oraz ich kształty są bardzo rozmaite, a kierunek ich ruchu bywa równie często prosty, jak i wsteczny.

Drogi komet są przeważnie bardzo wydłużonemi elipsami, zdarzają się jednak także drogi hiperboliczne. W tym ostatnim wypadku kometa raz tylko przebiega układ słoneczny, powracając do przestrzeni, z której przybyła.

Gdy kometa biegnie po elipsie, wtedy jest perjodyczna. Sprawdzić tę perjodyczność można tylko w tych przypadkach, gdy okres nie jest zbyt długi; jeżeli zaś okres wynosi setki lub nawet tysiące lat, to sprawdzenie perjodyczności obiegu komety jest praktycznie niemożliwe. Komety bywają widzialne zazwyczaj bardzo krótko w czasie, gdy przebiegają stosunkowo niewielki łuk w okolicy punktu przysłonecznego. Ta część drogi, którą można wyznaczyć z obserwacji, prawie nie różni się, w granicach błędów obserwacji, od równej długości łuku paraboli, podobnie położonej, jak elipsa. Skutkiem tego zazwyczaj drogi komet, których perjodyczności stwierdzić nie można, uważa się za paraboliczne, a to ze względu na większą łatwość obliczenia elementów drogi parabolicznej.

Pomimo że liczba komet, które dotąd były obserwowane, przekracza 1000, tylko nieznaczną ich część można było na pewno zaliczyć do perjodycznych, a z tych zaledwie około 30 w istocie widziano w kilku powrotach. Drogi tych ostatnich są to elipsy, stosunkowo niebardzo wydłużone; najmniejszy jednak znany mimośród

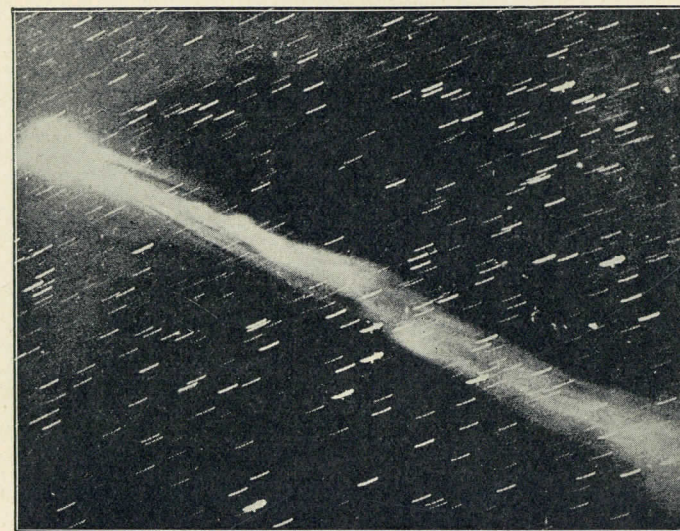
wynosi 0.40. Okres ich obiegu jest krótki: najkrótszy okres obiegu, wynoszący 3.3 lat, posiada kometa Enckego, najdłuższy zaś — 76 lat, kometa Halley'a, do której odnoszą się liczne wzmianki w starożytnych kronikach. Z ich pomocą można stwierdzić prawie wszystkie powroty tej komety, które zaszły w ciągu 2.000 lat. Ostatni powrót komety Halley'a w r. 1910 stwierdził zupełną zgodność obliczenia z obserwacją.

Znanych jest prócz tego około 30 komet z okresem mniejszym niż 100 lat, których powrotu jednakże nie można było jeszcze obserwować.

Zadanie:

Podać najbliższą datę widzialności komety Halley'a.

**104. Cechy charakterystyczne komet.** Chociaż komety przybywają do nas ze wszystkich stron przestrzeni międzygwiazdowej,



Ryc. 66.

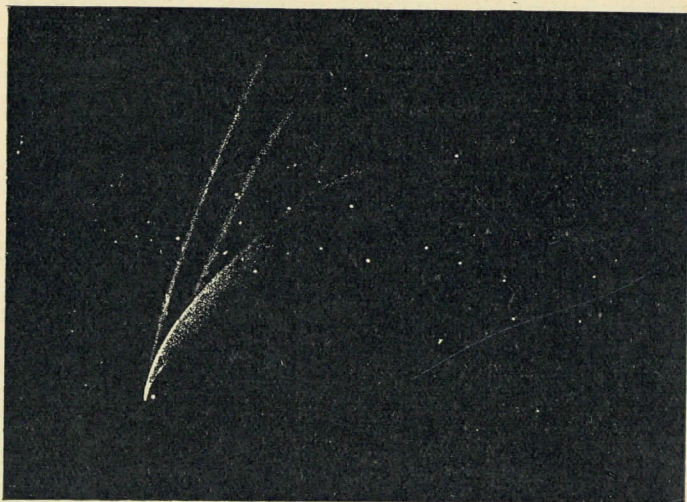
mają one pod względem fizycznym wiele cech wspólnych, skutkiem czego tworzą odrębną grupę ciał niebieskich. Przedewszystkiem wszystkie one mają nadzwyczaj małą masę w porównaniu z planetami, co wynika z faktu, że ulegają w silnym stopniu perturbacjom przy zbliżaniu się do planet, a odwrotnie nie powodują dostrzegalnych zakłóceń w ruchach planet lub ich księżyców. Materja komet nie powoduje też dostrzegalnego zmniejszenia jasności gwiazd, które przez nią przeświecają (rycina 66), ani też załamania światła. Obserwacje te zmuszają do wniosku, że materja komet jest nadzwyczaj rzadka, albo też że komety są luźnemi skupieniami cząsteczek stałych lub płynnych, oddzielonych od siebie znacznymi przerwami.

Komety nie wydzielają samodzielnie światła, skutkiem czego przy znikomych swoich rozmiarach nie są widziane w większych odległościach od słońca i od ziemi. Zbliżywszy się dostatecznie do

słońca i do ziemi, stają się widzialne dzięki odbitemu światłu słonecznemu oraz dzięki temu, że promieniowanie słońca pobudza gazy komety do świecenia.

Typowe zmiany, którym podlega kometa, zbliżająca się bardzo do słońca, są następujące. W znacznej odległości od słońca komety ukazują się jako małe świecące mgiełki bez określonego kształtu, w których często, ale nie zawsze, można dostrzec jaśniejszą część środkową, zwaną *jądrem*. W tym stadjum komety są widzialne tylko przez teleskopy. Gdy kometa zbliża się do słońca, w pewnej odległości zaczyna ona świecić, a jednocześnie z jej jądra w kierunku ku słońcu wydzielają się bardzo rozrzedzone masy gazów i pyłów, które tworzą zwróconą ku słońcu *głowę* komety oraz wydłużający się coraz bardziej, zwykle odwrócony od słońca, *warkocz* czyli *ogon*.

**105. Ogony komet.** Proces tworzenia się ogonów komet nie zawsze ma w szczegółach jednakowy przebieg, przez co postać ogonów



Ryc. 67.

bywa bardzo różnaita; zależy to od współdziałania różnych czynników, a być może także od różnorodności materji różnych komet. Niewątpliwą wszakże rzeczą jest to, że ogony komet wytwarzają się pod działaniem słońca i ulegają jakiejś sile odpychającej, która przewyżcza siłę ciężkości, działającą w kierunku ku środkowi słońca.

Ogony komet przedstawiają niekiedy zjawisko bardzo efektowne. Ryciny komet Rordame'a-Quenisseta z roku 1893 (ryc. 66) i Donati'ego z roku 1858 (ryc. 67) dają pewne wyobrażenie o różnych postaciach, w jakich ogony się pojawiają. Ogony ciągną się niekiedy na olbrzymiej przestrzeni, dochodzącej do stu miljonów kilometrów, a szczególnie zadziwiający jest fakt, że tak wspaniałe efekty świetlne osiągnąć mogą pomimo prawie znikomej gęstości materji, która w tych ogonach świeci.

Zwracamy uwagę na kresczki, widoczne na ryc. 66. Ponieważ dla uzyskania fotografii komety trzeba ją eksponować często przez

kilka minut i w tym czasie, przez nadawanie odpowiedniego ruchu lunecie fotograficznej, utrzymywając obraz komety w tem samym miejscu kliszy, przeto gwiazdy zakreślają na kliszy odcinki, które są odzwierciedleniem drogi, przebytej przez komętę pośród gwiazd w czasie jej fotografowania.

Ogony, jak wspomnieliśmy wyżej, nie są stałą częścią komet, lecz wytwarzają się pod działaniem słońca na jądro, z którego materia ogonów się wydziela i z wielką siłą jest przez słońce odpychana. Co do natury tej siły odpychającej przyjmuje się obecnie, że jest nią ciśnienie światła słonecznego, które jak się zdaje, również objawia się w zjawisku korony słonecznej (ustęp 90).

Ponieważ odpychanie trwa nieprzerwanie, więc materia ogona ciągle się odnawia. Świadczy o tem szybka zmiana kierunku ogona w czasie biegu komety dokoła słońca, skutkiem której ogon przypada stale w przybliżeniu na przedłużenie promienia wodzącego komety, t. j. na linię prostą, łączącą jądro ze słońcem. Gdyby ogon był stałą częścią komety, to z jego kierunku trzeba by wnioskować, że najdalsze części ogona mają prędkość kątową równie wielką, jak części o wiele bliższe jądra, co byłoby w sprzeczności z zasadą stałych prędkości wycinkowych. Zjawisko ogona należy więc uważać za analogiczne do dymu, wznoszącego się nad kominem: aczkolwiek dym może się nam przedstawiać w postaci nieruchomego słupa, to wiadomo przecież, iż jest on zasilany przez coraz nowy materiał, wychodzący bez przerwy z komina, podczas gdy poprzednio wydzielony materiał rozchodzi się w powietrzu na pewnej wysokości i ginie dla oka.

**106. Budowa fizyczna komet.** Badania widmowe komet wyjaśniły do pewnego stopnia ich własności fizyczne, wiele jednak kwestyj nie zdołano jeszcze zbadać. Widmo komet składa się z widma ciągłego, na którym widnieje znaczna liczba ciemnych prążków absorbcyjnych, oraz z jasnych pasm emisyjnych. Widmo ciągłe jest widmem światła słonecznego, odbitego od cząsteczek materji komety, jasne zaś pasma emisyjne pochodzą od gazów komety, pobudzonych do świecenia przez promieniowanie słońca. Pasma te są charakterystyczne dla azotu, węglowodorów, tlenku węgla i cyjanu (CN)<sub>2</sub>. W ogólności jednak komety różnią się między sobą pod względem składu chemicznego.

Prócz wymienionych ciał nieliczne tylko inne pierwiastki stwierdzono w widmach komet. I tak w widmie przeważnej części komet, które w punkcie przysłonecznym znajdowały się bardzo blisko słońca, w epoce przejścia przez punkt przysłoneczny, stwierdzić można było jasną linię sodu (np. w widmie komety I z roku 1881, komety wrześniowej r. 1882, komety Halley'a w r. 1910 i t. d.), a w jednym wypadku, mianowicie w widmie wspomnianej komety wrześniowej r. 1882, dostrzeżono jasne linie żelaza.

**107. Ogólne cechy meteorów. Aerolity.** W związku z kometami znajdują się t. zw. *gwiazdy spadające*. Jest to zjawisko, należące do kategorii *meteorów*. Pomiedzy różnemi rodzajami meteorów niema, zdaje się, zasadniczej różnicy, różnią się one raczej rozmiarami. Są to w ogólności ciała, które na chwilę rozbłyskują światłem na niebie, przebiegając większy lub mniejszy łuk, a potem gasną. Wielkie meteory, dosięgające niekiedy rozmiarów tarczy księżycy

w pełni, nazywają się *kulami ognistymi* albo *bolidami*. W czasie biegu rozpryskują się one niekiedy na części, lub też pozostawiają po sobie ślad świetlany w postaci ogona, który bywa widziany jeszcze przez pewien czas po zgaśnięciu meteoru. Czasem rozprysnięcie meteoru jest połączone z detonacją, a niekiedy meteor w całości lub też w odłamkach spada na ziemię. Takie meteory, spadające na ziemię, nazywają się *aerolitami*.

Obserwując meteor jednocześnie z kilku dostatecznie odległych od siebie punktów na powierzchni ziemi i kreśląc widzialną z różnych miejsc drogę meteoru na niebie pośród gwiazd, można na tej podstawie obliczyć wysokość meteoru oraz jego drogę. Z takich obliczeń wynika, że w tym czasie, gdy meteor jest widzialny, przebiega on przez atmosferę ziemską. Natomiast prędkość jego biegu, wynosząca niekiedy kilkadziesiąt kilometrów na sekundę, jakiej pod działaniem samego przyciągania ziemi ciało osiągnąć nie może, świadczy o kosmicznym, t. j. pozaziemskim pochodzeniu tych ciał. Meteory są więc ciałami, przybywającymi do nas z przestrzeni międzyplanetarnej.

Skutkiem olbrzymiej prędkości meteoru w atmosferze ziemskiej powstaje silne tarcie i wywołuje się tak wysoka temperatura, że meteor się rozżarza, często pęka, a po przejściu przez atmosferę znowu gaśnie. Jeżeli opór powietrza jest w stanie całkowicie zahamować ruch meteoru, co zależy od kierunku ruchu i prędkości, to meteor spada na powierzchnię ziemi pod działaniem siły ciężkości, jako aerolit.

Aerolity co do budowy, kształtu i składu chemicznego przedstawiają wielką różnorodność, jednakże skład ich jest bardzo charakterystyczny. We wszystkich aerolitach znajduje się żelazo rodzime, czyste lub też pomieszane z niklem i kobaltem. Zawartość żelaza w aerolitach jest różnaita i pod tym względem dzieli się one na *syderyty*, *mezosyderyty* i *oligosyderyty*. W pierwszych główną masę stanowi żelazo, w drugich żelazo jest pomieszane w równych częściach z różnymi minerałami, w ostatnich wreszcie stanowi ono tylko stosunkowo drobną domieszkę. Minerale meteorów są przeważnie różne od minerałów ziemskich; zawierają one związki krzemu, magnezu, żelaza, niklu, kobaltu, wapnia, glinu, sodu, siarki i tlenu.

Dzięki temu składowi egzotycznemu odkryto całe mnóstwo aerolitów na powierzchni ziemi, które prawdopodobnie spadły na ziemię w zamierzonych czasach, nikt bowiem spadnięcia ich nie obserwował. Niektóre z tych mas meteorycznych ważą po kilka tysięcy kilogramów. Znaczna liczba znalezionych takich aerolitów nie powinna nas dziwić, gdy zważymy, że spадanie meteorów jest zjawiskiem dosyć częstym (spada ich kilkaset w ciągu roku), a trwa być może, tak długo, jak długo istnieje ziemia.

**108. Gwiazdy spadające.** Najmniej efektywnym, ale zato najpopularniejszym zjawiskiem w kategorii meteorów, są gwiazdy spadające. Nie różnią się one zasadniczo od bolidów, ale ustępują im znacznie rozmiarami. Pod względem efektu świetlnego dają się porównać z gwiazdami i stąd pochodzi ich nazwa. Pojawiają się one bardzo często i, obserwując niebo uważnie choćby przez godzinę, zawsze można dostrzec kilka gwiazd spadających. Różnią się one między sobą jasnością oraz barwą (w sposób podobny, jak gwiazdy rzeczywiste), a także prędkością biegu i wielkością przebieżonego

łuku. Zazwyczaj zjawisko trwa tylko jeden moment, t. j. mały ułamek sekundy, ale zdarzają się też gwiazdy spadające, które biegną powoli i są widziane przez kilka lub kilkanaście sekund. Niektóre pozostawiają ślad, widzialny po zniknięciu meteoru przez pewien czas, t. j. przez kilka lub kilkanaście sekund, a niekiedy nawet przez kilka minut.

Gwiazdy spadające, jak świadczą badania nad ich wysokością, podobnie jak bolidy, ukazują się tylko w granicach atmosfery, a przybywają do nas z przestrzeni międzyplanetarnej z prędkościami, wynoszącymi dziesiątki kilometrów na sekundę. Są to drobne ciała, które rozżarzają się wskutek oporu atmosfery i całkowicie się w niej ulatniają, poczem produkty ulotnienia spadają na ziemię w postaci drobnego pyłu, zwanego *pyłem kosmicznym*. Pył ten zawiera zawsze w swym składzie żelazo, z czego wynika, że i pod względem składu chemicznego gwiazdy spadające są podobne do aerolitów; najłatwiej można pył kosmiczny wykryć na śniegach, pokrywających szczyty wysokich gór, tam bowiem warunki gromadzenia się tego pyłu są szczególnie dogodne.

Liczba gwiazd spadających jest olbrzymia, w ciągu doby bowiem miliony tych drobnych ciałek przenikają do atmosfery. Dla danego miejsca spostrzeżeń liczba gwiazd spadających jest zmienna, a w zmianach tych, jak wykazał Schiaparelli, odzwierciedlają się ruchy ziemi dokoła osi i dokoła słońca. Przeciętna prędkość przestrzenna gwiazd spadających wynosi około  $44 \text{ km sek}^{-1}$ , co odpowiada w odległości ziemi od słońca ruchom po paraboli, względnie po bardzo wydłużonych elipsach. Rzeczywiste prędkości mieszczą się w granicach od  $14 \text{ km sek}^{-1}$  do  $74 \text{ km sek}^{-1}$ ; liczby te przedstawiają skrajne prędkości względne, utworzone z prędkości przeciętnej gwiazd spadających  $44 \text{ km sek}^{-1}$  i z prędkości ziemi  $30 \text{ km sek}^{-1}$  w dwóch wypadkach: raz, gdy gwiazda spadająca mknie w tym samym kierunku, co ziemia, i drugi raz, gdy prędkości te są skierowane wprost przeciwnie.

**109. Roje gwiazd spadających. Punkty promieniowania rojów.** Gwiazdy spadające pojawiają się w pewnych epokach w znacznie większej obfitości, niż przeciętnie. Powiadamy wtedy, że występują one *rojem*. Jeżeli rój taki jest przywiązany do pewnej daty w roku, to jest to *rój perjodyczny*, choćby nawet pomiędzy ukazywaniem się rojów tej samej daty upływała większa liczba lat.

Najstarszy i najdawniej znany jest rój sierpniowy, występujący najobficiej w dniach 10—15 sierpnia. Rój ten ze względu na dzień św. Wawrzyńca, przypadający 10 sierpnia, bywa popularnie nazywany »Łzami św. Wawrzyńca«. Bardzo obfity był dawniej rój, który występował około 13 listopada (ustęp 111).

Gwiazdy spadające, nie należące wyraźnie do rojów, nazywają się *sporadycznymi*; jednakże w rzeczywistości i te ostatnie należą do pewnych rojów, chociaż często bardzo ubogich.

Gwiazdy spadające, które należą do tego samego roju, zdają się wychodzić z jednego punktu na niebie, zwanego *punktem promieniowania*. Mianowicie, przedłużając na niebie łuki, zakreślone przez gwiazdy spadające, w kierunku przeciwnym ich biegowi, znajdujemy, że przecinają się one w jednym punkcie. Znaczenie punktu promieniowania łatwo zrozumieć. Jeżeli wyobrazimy sobie kilka

ciał, oddalających się od nas w kierunkach, do siebie równoległych, to przy dostatecznej odległości ciała te przedstawiają się nam jako jeden punkt, a kierunek ku temu punktowi będzie równoległy do kierunku, w którym owe ciała oddalały się. Odwrotnie, przy zbliżaniu się ciał miałyby się wrażenie, że wychodzą one z jednego punktu i oddalają się od niego w miarę tego, jak zbliżają się do obserwatora w kierunkach, do siebie równoległych. Ten drugi przypadek zachodzi właśnie przy zjawisku gwiazd spadających jednego i tego samego roju.

Punkt promieniowania roju sierpniowego znajduje się w gwiazdozbiornie Perseusza, punkt zaś promieniowania roju listopadowego w gwiazdozbiornie Lwa. Meteory, należące do tych rojów, nazywają się dlatego odpowiednio *perseidami* i *leonidami*. Oczywiście punkt promieniowania da się tem dokładniej oznaczyć, im więcej meteorów z niego wychodzi. Ale nawet dla wielu rojów bardzo ubogich zostały wyznaczone punkty promieniowania. Liczba znanych punktów promieniowania wynosi około tysiąca. Do obfitych rojów, prócz wyżej wymienionych, należą *lirydy* w drugiej połowie kwietnia, wychodzące z Lutni, *geminidy* w dniach 9—13 grudnia, mające punkt promieniowania w Bliźniętach, i inne.

#### Ćwiczenie:

Zaobserwować dowolny rój gwiazd spadających, ocenić jego obfitość i oznaczyć na sklepieniu nieba punkt promieniowania, kreśląc na mapce nieba łuki, zakreślone na niebie przez poszczególne gwiazdy spadające danego roju. Przy pomocy stoppera wyznaczyć czas trwania poszczególnych zjawisk świetlnych.

**110. Wyjaśnienie perjodyczności rojów.** W celu wyjaśnienia perjodyczności rojów gwiazd spadających należy przyjąć, iż drogę ziemi dokoła słońca przecinają w różnych jej punktach i kierunkach drogi owych ciałek. Każdemu kierunkowi odpowiada inny rój. Ziemia, biegnąc dokoła słońca, przechodzi kolejno przez wszystkie te roje, a ciała, które spotyka, wdzierając się do jej atmosfery, stają się widzialnymi dla obserwatora ziemskiego. Zdarzyć się może, że w danym punkcie drogi ziemi krzyżują się drogi dwóch lub więcej rojów, gdy więc ziemia znajduje się w tym punkcie, otrzymuje ona jednocześnie meteory z tych kilku rojów; obserwator stwierdza wtedy kilka różnych punktów promieniowania.

Roje posiadają różną gęstość oraz różną grubość. Gęstość roju wyraża się liczbą meteorów, pojawiających się w danym czasie. Grubość zaś — czasem trwania roju. Jeżeli np. z jakiegoś roju meteory spadają tylko w ciągu jednej godziny, znaczy to, że płyną one cienką warstwą, której grubość przebiega ziemia w ciągu godziny; grubość ta wynosiłaby w tym wypadku około 108.000 km, taką bowiem drogę przebiega ziemia w ciągu godziny. Zazwyczaj trwają roje po kilka lub kilkanaście dni, stosownie do tego więc i grubość ich jest znacznie większa.

Jeżeli meteory są rozsypane równomiernie wzdłuż całej swojej drogi, to zjawisko gwiazd spadających występuje corocznie z jednakowym natężeniem; takim jest np. rój sierpniowy. W tym wypadku nie można oczywiście wyznaczyć okresu obiegu ciała dokoła słońca. Jeżeli wszakże w pewnej części drogi meteory są skupione bardziej, niż w innych, to natężenie zjawiska jest największe w tych latach,

w których właśnie owa najgęściejsza część roju przechodzi przez drogę ziemi. Tak np. rój listopadowy co 33 lat występował wyjątkowo świetnie; to znaczy, że rój ten obiegał swą drogę w okresie 33-letnim. Świetne roje listopadowe trwały zazwyczaj przez 3 lata z rzędu, co oznacza, że zgęszczona część roju ciągnęła się wzdłuż jego drogi na takiej przestrzeni, którą ciała roju przebiegają w ciągu trzech lat.

**III. Drogi rojów. Związek rojów z kometami.** Perjodyczność rojów wskazuje, że krążą one dokoła słońca po elipsach, podobnie jak planety i komety perjodyczne. Co do elementów drogi danego roju, to z położenia punktu promieniowania możemy wyznaczyć nachylenie płaszczyzny drogi roju względem płaszczyzny ekliptyki. Wzłem drogi roju na ekliptyce jest oczywiście to miejsce ekliptyki, w którym w czasie trwania roju znajduje się ziemia. Inne elementy roju wypływają ze znanej prędkości roju, lub ze znanego okresu obiegu.

W ten sposób elementy dróg niektórych rojów, między innymi także roju sierpniowego i listopadowego, zostały wyznaczone. Okazało się, że elementy dróg tych rojów wykazują uderzające podobieństwo do elementów niektórych znanych komet. To znaczy, że komety te krążą po tych samych drogach, co wymienione roje. Rojowi listopadowemu odpowiada 1-sza kometa z r. 1866, sierpniowemu zaś 3-cia kometa z r. 1862; takie odpowiednie komety znaleziono też dla niektórych innych rojów. Świadczy to o ścisłym związku, zachodzącym między kometami a gwiazdami spadającymi.

Na czym polega ten związek, pouczają nas ciekawe spostrzeżenia, dotyczące komety *Bieli*, odkrytej w r. 1826. Była to kometa perjodyczna, której okres obiegu dokoła słońca wynosił  $6\frac{1}{4}$  lat. Kiedy po dwóch obiegach dokoła słońca kometa pokazała się znów na niebie w r. 1842, nie była to już jedna kometa, ale 2 niezbyt od siebie odległe, krążące po tej samej drodze. Kometa więc rozpadła się na dwie części. Rozpadanie postępowało odtąd dalej i komety tej już nie widziano. Natomiast 27 listopada 1872 r., kiedy kometa powinna była według rachunku przechodzić przez węzeł zstępujący swej drogi, nastąpił nader obfity rój gwiazd spadających, którego punkt promieniowania znajdował się w gwiazdozbiornie Andromedy. Obliczone elementy tego roju wykazały zupełną zgodność z elementami komety Bieli. W tym wypadku rój meteorów bez wszelkiej wątpliwości powstał skutkiem rozpadnięcia się komety. Rój ten, zwany *andromedaidami*, występował odtąd stale w odstępach 7-letnich, aczkolwiek z świetnością niezawsze jednakową.

Znane są jeszcze inne przykłady rozpadania się komet, a rozpraszanie się ich materji wzdłuż całej orbity należy sobie tłumaczyć w sposób następujący. Ponieważ komety są skupieniami luźnymi niewielkich ciał, więc zgodnie z prawami Keplera ciała tych skupień posiadają prędkość tem większą, im bliżej słońca się znajdują. Skutkiem tego ciała dalsze od słońca coraz bardziej pozostają w tyle za bliższymi i skupienie kometarne coraz bardziej wydłuża się w kierunku drogi. W ten sposób z biegiem czasu materja komety musi rozproszyć się wzdłuż całej orbity. Wpływ planet przyczynia się także do rozpadania się komet i perturbacjom należy w znacznej mierze przypisać niezwykle szybkie rozpadnięcie się komety Bieli.

Poza tem zakłóceniom ze strony planet ulegają drogi rojów w sposób podobny, jak drogi komet — i zjawiskiem zapewne dość częstem bywa, że przez zmianę kształtu drogi lub jej położenia punkt przecięcia drogi roju z płaszczyzną ekliptyki odsuwa się od samej orbity ziemskiej do tego stopnia, że ciało roju nie mogą spotkać się z ziemią. Takiej zmianie uległa w ostatnim trzdziestoleciu droga roju listopadowego, skutkiem czego rój ten, należący jeszcze niedawno do najwspanialszych, stał się zjawiskiem, nie zwracającym niczyjej uwagi. Ale to niespodziane zniknięcie roju z punktu widzenia astronomicznego jest zdarzeniem bardzo ciekawem.

W ten sposób zjawisko gwiazd spadających możemy uważać za wyjaśnione. Dotyczy to zresztą i meteorów wogóle, gdy uznamy za rzecz możliwą, że w skład komet wchodzi odłamki materji tej wielkości, jakie niekiedy w postaci aerolitów spadają na ziemię.

#### ROZDZIAŁ XIV

### Własności fizyczne gwiazd i mgławic. Budowa wszechświata.

**112. Klasyfikacja widm gwiazd i mgławic.** Podstawą naszych wiadomości o własnościach fizycznych gwiazd i mgławic jest analiza widmowa. Badania widmowe gwiazd stwierdzają przedewszystkiem, że słońca wszechświata nie są co do swych cech jednakowe, gdyż widma ich są bardzo różnolite. Pomimo to jednak wszystkie widma dadzą się podzielić na szereg typów, wykazujących pewne wspólne cechy.

Najbardziej charakterystyczne są cztery następujące typy widm gwiazd, wyróżnione przez *Secchi'ego*:

I. Widma gwiazd białych (np. *Syrjusa*), zawierające bardzo wybitne linje absorbcyjne wodoru, a nadto w niektórych wypadkach słabsze linje zjonizowanego tlenu i obojętnego (niezjonizowanego) helu oraz bardzo słabe linje żelaza.

II. Widma gwiazd żółtych (np. *Procjona*, *Kozy*, *słońca*, *Arktura*), zawierające obok linij wodoru liczne linje metali, mianowicie obojętnego żelaza i wapnia.

III. Widma gwiazd czerwonych (np. *Aldebarana*, *Betelgeuzy*), zawierające prócz linij absorbcyjnych także szerokie smugi absorbcyjne, charakterystyczne dla związków chemicznych, a więc dla znacznie niższej temperatury; pasma absorbcyjne są najwybitniejsze dla tlenu tytanu.

IV. Widma gwiazd (np. *U Hydrae*, *19 Piscium*) wybitnie czerwonych, zawierające pasma absorbcyjne, charakterystyczne dla związków węgla.

Coraz dokładniejsze badania widm miały między innymi na celu coraz szczegółowszą i racjonalniejszą klasyfikację widm, któraby odpowiadała potrzebom współczesnej nauki. Obecnie przyjmuje się powszechnie *klasyfikację harwardzką* czyli *klasyfikację Drapera*, w której rozmaite typy widm są oznaczone literami *O*, *B*, *A*, *F*, *G*, *K*, *M*, *R*, *N* i *S*. Gwiazdy *O*, *B* i *A* są białe, gwiazdy *G* żółte, gwiazdy *K* pomarańczowe, gwiazdy *M*, *R*, *N* i *S* czerwone.

W obrębie każdej klasy utworzono typy przejściowe, wprowadzając podział każdej klasy na 10 części z tem, że charakterystyczne widma danej klasy są oznaczone symbolami *B0*, *A0*, i t. d., pośrednie zaś literami z dopisanymi cyframi arabskimi od 1 do 9; w ten sposób szereg typów klasyfikacji harwardzkiej jest oznaczony symbolami *B0*, *B1*, *B2*, *B3*, ... *B9*, *A0*, *A1*, *A2*, ... *A9*, *F0*, *F1*, ... *F9*, *G0*, ... *G9*, *K0*, ... *K9*, *M0*, ... *M9*, i t. d. Jedynie widma klasy *O* mają oznaczenia *Oa*, *Ob*, i t. d.

Stosunek klasyfikacji harwardzkiej do podziału *Secchi'ego* jest tego rodzaju, że pierwszy typ *Secchi'ego* zawiera gwiazdy typów od *B* do *F2*, drugi od *F5* do *K2*, trzeci od *K5* do *M*, czwarty *N* i *R*.

Do klasy *O* należą widma, w których obok linij wodoru występują linje obojętnego i zjonizowanego helu oraz podwójnie i potrójnie zjonizowanego tlenu, azotu, a wreszcie zjonizowanego wapnia. Dla klas od *B0* do *B5* charakterystyczne są linje obojętnego helu i pojedynczo zjonizowanego tlenu i azotu, które to linje występują bardzo słabo w widmie typu *B8*, a znikają zupełnie w widmie typu *A0*, w którym natomiast pojawiają się linje zjonizowanych metali, mianowicie wapnia, magnezu, żelaza i innych. Począwszy od klasy *F* linje wodoru występują z coraz mniejszym natężeniem, natomiast coraz silniej występują linje różnych metali, a począwszy od klasy *K5* pojawiają się pasma absorbcyjne. W rzadko spotykanych widmach typu *R* i *N* znajdujemy pasma absorbcyjne związków węgla i cyjanu, w typie *S* zaś pasma tlenu cyrkonu.

Widma mgławic gazowych (ustęp 116) zaliczono do odrębnej klasy *P*; podobnie widma »gwiazd nowych« (ustęp 115) zalicza się do odrębnego typu *Q*.

Częstość występowania gwiazd rozmaitych typów jest rozmaita. Z pośród 235.000 gwiazd, objętych katalogiem *Henry Drapera*, 2% gwiazd należy do typu *B*, 29% do *A*, 9% do *F*, 21% do *G*, 33% do *K* i 6% do *M*; gwiazdy innych typów występują w znikomym procencie.

#### Ćwiczenia:

1. Identyfikując gwiazdy przy pomocy mapy nieba, oceń przynależność kilku jaśniejszych gwiazd do odnośnych typów klasyfikacji *Secchi'ego* i sprawdź słuszność oceny na podstawie tablicy III (na końcu książki).

2. Przypatrz się fotografjom widm gwiazd rozmaitych typów widmowych i staraj się zidentyfikować najwybitniejsze linje przez porównanie ze znanymi widmami. (Fotografie widm mają podane długości fal przy odnośnych linjach.)

**113. Ewolucja gwiazd. Olbrzymy i karły. Paralaksy spektroskopowe. Masy gwiazd.** Na podstawie badań widmowych gwiazd wytworzył się pogląd, że typ widma danej gwiazdy jest w związku z pewną fazą ewolucji tej gwiazdy. Przyjmujemy, że wszystkie gwiazdy podlegają takiej samej ewolucji; jaki jest jednak jej przebieg, jak długo ona trwa i jaki jest jej kres ostateczny, tego dotąd dokładnie nie wiemy.

Niedawno jeszcze wyobrażano sobie, że gwiazdy w okresie młodzieńszym mają bardzo wysoką temperaturę, która stopniowo opada aż do zupełnego wygaśnięcia gwiazdy; według tego poglądu najstarszemi byłyby więc gwiazdy czerwone, najmłodszemi zaś białe, a miarą fazy rozwoju byłaby temperatura gwiazdy.

Sir Norman Lockyer (1913) zauważył jednak, że ten pogląd nie zgadza się z teorią kurczenia się *Helmholtza* i *Kelvina*, według której gwiazdy powstają przez grawitacyjne kurczenie się pierwotnie bardzo rozrzedzonej masy (ustęp 91); Lane udowodnił bowiem drogą rozważań teoretycznych, że temperatura kuli musi przy kurczeniu się wzrastać, o ile materia kuli zachowuje się, jak gaz doskonały. A ponieważ gazy bardzo rozrzedzone zachowują się, jak gazy doskonałe, przeto gwiazdy, zaczynając swą ewolucję jako rozrzedzone globy, muszą mieć najpierw niską temperaturę, która w miarę coraz większego kurczenia się gwiazdy bezustannie wzrasta; według tego poglądu najmłodsze są zatem gwiazdy czerwone, najstarsze zaś gwiazdy najgorętsze czyli białe. Lockyer odwrócił więc zupełnie kierunek ewolucji gwiazd.

Przyjmując za podstawę naszych rozważań teorię kurczenia się, a więc jako właściwe kryterium przy rozwoju gwiazdy jej gęstość, a nie temperaturę, musimy przyjąć, że gwiazdy czerwone mają gęstość bardzo małą, jak np. czerwony Antares (gęstość  $0.0000003 \text{ gr cm}^{-3}$ ), białe zaś największą. Tymczasem znaleziono wiele gwiazd czerwonych, których gęstości znacznie przewyższają gęstość gwiazd białych. Do nich należy np. gwiazda »Krüger 60«, której gęstość wynosi  $9.1 \text{ gr cm}^{-3}$ . Takie czerwone gwiazdy musimy zatem zgodnie z teorią kurczenia się zaliczyć do gwiazd najstarszych. Znaczy to, że zarówno początkowa, jakoteż końcowa faza życia gwiazdy, cechują się niskimi temperaturami, a temperatura najwyższa, a więc i odpowiadająca jej faza gwiazdy białej, wypada między fazą początkową a końcową.

Powyższe rozważania doprowadziły *Hertzsprung* i *Russela* do wniosku, że oba wymienione poglądy mają swoją rację bytu, jeżeli idzie o ewolucję gwiazd, że mianowicie gwiazda odbywa pierwszą połowę ewolucji według teorii Lockyera, drugą zaś według poglądów, panujących przed rokiem 1913. W teorii swej, zwanej *teorią olbrzymów i karłów*, odróżnili oni w ewolucji gwiazdy *okres olbrzymia*, jako pierwsze stadium ewolucji, w którym gwiazda, jako bardzo rozrzedzona, zajmuje olbrzymią przestrzeń, i *okres karła*, jako drugie stadium ewolucji, w którym gwiazda, jako już gęsta, zajmuje przestrzeń znacznie mniejszą; słusznie więc nazwali oni gwiazdy, będące w pierwszym okresie rozwoju, *olbrzymami*, gwiazdy zaś drugiego okresu, *karłami*.

Według teorii Hertzsprunga i Russela każda gwiazda rozpoczyna życie jako czerwony olbrzym typu *M*, który stale się kurczy i w miarę wzrostu temperatury staje się z czasem żółtym olbrzymem, a wreszcie białą gwiazdą, czyli przebiega pokolei wszystkie typy widmowe od *M* do *A*, a nawet do *B*; przytem jasność absolutna gwiazdy-olbrzymia nie wiele się zmienia, ponieważ stały wzrost temperatury równoważy zmniejszanie się promieniującej powierzchni. Temperatura wzrasta czasem coraz wolniej, aż wreszcie osiąga wartość największą, poczem opada, co przy dalszym kurczeniu się gwiazdy, a zatem zmniejszaniu się promieniującej powierzchni, pociąga za sobą stały ubytek jasności bezwzględnej. Równocześnie z opadaniem temperatury gwiazda przebiega znowu wszystkie typy widmowe, ale w odwrotnym porządku, t. j. od *A*, względnie *B*, do *M*.

W pewnej fazie rozwoju, gwiazda osiąga najwyższą temperaturę, co zachodzi wtedy, gdy przybiera typ widma *A*, względnie *B*; wartość tej najwyższej temperatury zależy wyłącznie od masy da-

nej gwiazdy i jest tem wyższa, im większa jest ta masa. Gwiazdy o wielkich masach osiągają typ *B*, mniejsze zaś dochodzą tylko do typu *A*, poczem karleją.

Z dwóch gałęzi rozwoju gwiazdy gałąź karła nie jest jednak dokładnem odwróceniem gałęzi olbrzymia. Istotna różnica leży w tem, że w każdej z tych gałęzi inne źródła energii wchodzą w rachubę. Gwiazda w okresie olbrzymia czerpie swoją energję głównie z kurczenia się, które to źródło wyczerpuje się jednak stosunkowo szybko; w okresie karła zaś źródło to odgrywa małą rolę, głównem bowiem źródłem energii zdaje się być przemiana masy w energję, która wydaje się być możliwa zapewne tylko w pewnych fazach rozwoju karła, a to dzięki jakimś nieznanym warunkom fizycznym. Za tem przypuszczeniem przemawiają do pewnego stopnia badania statystyczne nad masami olbrzymów i karłów, które dowodzą, że ewolucja karłów połączona jest z bardzo wybitną utratą masy, czego nie stwierdzono u gwiazd-olbrzymów. Wypływa stąd, że gwiazda w okresie karła rozporządza bez porównania większymi zasobami energii, aniżeli w okresie olbrzymia, w następstwie czego przebiega ona gałąź olbrzymia w czasie znacznie krótszym, aniżeli gałąź karła.

Jak długo trwa cała ewolucja gwiazd i jaki jest jej kres ostateczny, tego dotąd nie wiemy. To jednak wiemy, że czas trwania ewolucji gwiazd jest wprost proporcjonalny do ich mas. Istnieją pewne dane (dostarcza ich np. geologja), które wskazują, że czas trwania ewolucji gwiazd sięga wielu setek milionów, a nawet wielu miliardów lat. Dotąd nie wiemy, jakie miejsce w rozwoju gwiazdy zajmują t. zw. białe karły (ustęp 84).

Wiele zagadnień, związanych z ewolucją gwiazd, jest dotąd bardzo niejasnych. Przeważna jednak ich liczba znajdzie rozwiązanie zapewne wtedy, gdy ostatecznie rozstrzygnie się sprawę dopuszczalności stosowania hipotezy o przemianie masy w energję; należy przytem zaznaczyć, że bynajmniej nie rozstrzyga tej sprawy fakt ubytku masy u karłów, ponieważ utrata masy może odbywać się także w inny sposób, np. przez rozpraszanie za sprawą ciśnienia promieniowania.

Największe różnice, jakie zachodzą między olbrzymami i karłami, są zawarte w ich widmach, jakkolwiek na pierwszy rzut oka są one zupełnie podobne, jeżeli porównujemy widma olbrzymów i karłów tych samych typów widmowych. Z natężenia pewnych linii możemy wnioskować o ciśnieniach, panujących na gwiazdach (ustęp 84), a zatem możemy rozstrzygać, czy dana gwiazda jest olbrzymem, czy karłem. Pewne bowiem linje występują silniej w widmach olbrzymów, inne zaś są silniejsze w widmach karłów. *Adams* i *Kohlschütter* zauważyli, że te różnice są tem większe, im większa jest różnica wielkości absolutnych porównywanego olbrzymia i karła; oni to pierwsi zrozumieli doniosłość tej zależności dla wyznaczania wielkości absolutnych przez pomiar względnych natężeń odnośnych linii widmowych porównawczych; jeżeli bowiem znane są wielkości absolutne, to można obliczyć paralaksę  $\pi$  z równania (37), a tem samem i odległość gwiazdy  $\Delta$  (ustęp 76). Otrzymane tą drogą paralaksy nazywamy *paralaksami spektroskopowemi*.

Rozmiary olbrzymów mogą wiele milionów razy przewyższać rozmiary karłów. Nie należy jednak sądzić, że także masy gwiazd



różnią się w tym samym stopniu między sobą. Rozważania teoretyczne uczą, że masy gwiazd nie mogą być mniejsze od  $10^{32}$  gr ani też większe od  $10^{36}$  gr. Te wnioski teoretyczne są w zupełnej zgodzie z obserwacją, wszystkie bowiem masy gwiazd, dotychczas wyznaczone, mieszczą się w tych granicach. Ograniczenie to zrozumiemy, jeśli zważymy, że czynnikiem, decydującym o równowadze gwiazd, jest nie tylko grawitacja, lecz także ciśnienie promieniowania, które zależy od masy gwiazdy; grawitacja skupia, ciśnienie promieniowania zaś działa wręcz przeciwnie. Z badań teoretycznych wypływa, że dla mas, większych od  $10^{36}$  gr, ciśnienie promieniowania przewyższa grawitację, gwiazda musi zatem utracić nadmiar swej masy; w przypadku zaś mas mniejszych od  $10^{32}$  gr ciśnienie promieniowania byłoby zbyt małe, aby utrzymać gwiazdy w stanie gazowego rozpulchnienia, co jest koniecznym warunkiem istnienia gwiazdy.

Wielkość absolutna	Masa	Wielkość absolutna	Masa
17.5	0.064	2.5	1.72
15.0	0.11	0.0	3.70
12.5	0.18	-2.5	10.1
10.0	0.31	-5.0	35.0
7.5	0.53	-7.5	148.0
5.0	0.92	-10.0	675.0

solutna wynosi  $M = 2$ ? (Za jednostkę masy przyjęto w tej tabelicy masę słońca.)

2. Metodą Adamsa i Kohlschüttera określono wielkość absolutną pewnej gwiazdy  $M = 4.85$ . Ile wynosi paralaksa i odległość tej gwiazdy, jeżeli jej wielkość wizualna wynosi  $m = 3.7$ ?

**114. Gwiazdy zmienne. Paralaksy fotometryczne.** Jednym z etapów kosmicznego rozwoju gwiazdy zdaje się być ten, w którym gwiazda zmienia swój blask. Pewną kategorię gwiazd zmiennych, mianowicie zmienne typu Algola, poznaliśmy już poprzednio (ustęp 83); w tym przypadku jednak gwiazda w rzeczywistości nie zmienia blasku, tylko przyczyny zewnętrzne zmniejszają ilość światła, dochodzącego do naszego oka. Lecz istnieją też gwiazdy, zmieniające blask niezależnie od wszelkich przyczyn zewnętrznych. Gwiazdy te zmieniają się albo całkiem nieregularnie, albo też periodycznie, a w tym ostatnim razie okres wynosi zazwyczaj od kilkudziesięciu do kilkuset dni. Są to więc gwiazdy zmienne *długookresowe*, w odróżnieniu od *krótkookresowych*, do których należą zmienne typu Algola.

Typową gwiazdą zmienną długookresową jest o Wieloryba. Ze względu na jej zmiany nazwał ją jej odkrywca Fabricius »Cudowną« (Mira Ceti). Gwiazda ta zmienia regularnie swą jasność od największej, kiedy bywa zwykle 3-ej wielkości, aż do najmniejszej, gdy spada zazwyczaj do wielkości 8-ej. Okres czasu, który upływa pomiędzy jednym maksimum a następnym, wynosi średnio 332 dni.

Zaznaczyć należy, że w maksimum i w minimum »Cudowna« niezawsze osiąga jednakową jasność, a i okres zmian ulega dosyć znacznym wahaniom. Ta uwaga dotyczy wszystkich gwiazd zmiennych tego samego typu, których znamy z górą 2.000. Przedstawiają one nader ciekawy przedmiot obserwacji, które nawet z pomocą skromnych środków instrumentalnych można robić. Szczególnie interesują-

cemi są te gwiazdy zmienne, których amplituda zmian jest wielka. Takimi są np., prócz wymienionej »Cudownej«, gwiazda  $\gamma$  Łabędzia, zmieniająca się w okresie 406 dni od 4-ej do 13-ej wielkości, U Oriona, zmieniająca się w granicach od 6-ej do 12-ej wielkości w 375 dniach, i wiele innych.

Jakie są właściwe przyczyny tych zmian, dotąd niewiadomo. Szukając analogii z naszym słońcem, znajdujemy plamy, które, pojawiając się na słońcu periodycznie (ustęp 87), pociągają też za sobą oczywiście periodyczne zmiany jasności; zmiany te są jednakże tak nieznaczne, że dzisiejszymi metodami badania nie mogą być stwierdzone. Ale okres plam trwa 11 lat i nie da się porównać z okresami zmienności gwiazd. Być może, że przy dalszej ewolucji słońca liczba plam będzie wzrastać, a okres zmian stanie się krótszy. Być może, że zmienność gwiazd ma powód w periodycznych wybuchach gazów w wnętrza gwiazdy; co do mechanizmu tych wybuchów istnieją różne hipotezy.

Z gwiazd zmiennych *nieregularnych* bardzo ciekawa jest gwiazda  $\eta$  Okrętu Argo na półkuli południowej, która w ciągu stulecia zmieniła się od jasności, równej jasności Syrjusza, do wielkości 8-ej zupełnie nieregularnie, to wzrastając, to słabnąc, to znów pozostając przez czas dłuższy niezmienną. Do gwiazd zmiennych nieregularnych zalicza się zazwyczaj także t. zw. gwiazdy »nowe« (ustęp 115).

Z pośród gwiazd regularnie zmiennych na szczególną wzmiankę zasługują Cefeidy. Typowym przedstawicielem tej grupy gwiazd zmiennych jest gwiazda  $\delta$  Cefeusza ( $\delta$  Cephei), zmieniająca swój blask w okresie  $5\frac{1}{3}$  dni. Według Plummera i Shapley'a zmiany blasku wywołane są regularnym pulsowaniem, polegającym na symetrycznym rozszerzaniu się i kurczeniu gwiazdy. Zmiany blasku są połączone ze zmianami typu widmowego, co odnosimy do znacznych wahań temperatury i ciśnienia w czasie pulsowania.

Miss Leavitt, badając okazały materiał statystyczny cefeid, odkryła, że pomiędzy okresem ich zmienności blasku a wielkością absolutną tych gwiazd istnieje związek, który pozwala na podstawie znanego okresu zmienności wyznaczyć wielkość absolutną, a tem samem określić paralaksę i odległość badanej gwiazdy. Odkrycie Miss Leavitt stanowi epokę w zagadnieniu wyznaczania paralaks i budowy wszechświata, metodę tę bowiem można stosować bez względu na to, jak daleka jest gwiazda, a także można ją stosować do gwiazd bardzo słabych lub znajdujących się na niebie w takich warunkach, że metoda spektroskopowa nie może być użyta.

#### Zadanie i ćwiczenia:

1. Wielkość wizualna gwiazdy zmiennej Algola ( $\beta$  Perseusza) zmienia się od wartości 2.3 do wartości 3.5; w jakim stosunku maleje jasność tej gwiazdy?

2. Na podstawie obserwacji okiem nieuzbrojonym uporządkować według malejących jasności gwiazdy  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$ ,  $\delta$ ,  $\epsilon$ ,  $\zeta$  i  $\eta$  gwiazdozbioru Niedźwiedzi Wielkiej oraz gwiazdy  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$ ,  $\delta$  i  $\epsilon$  Kasjopei! Sprawdzić przy pomocy tablicy III (na końcu książki) czy porządek jest właściwy. Zrobić to samo dla innych gwiazdozbiorów np. Łabędzia i Małej Niedźwiedzi. Przy pomocy tablicy III znaleźć, o jaki ułamek wielkości gwiazdowej różnią się między sobą dwie gwiazdy, które wydają ci się równe lub nieco różne co do jasności!

3. Zaobserwować zmiany blasku Algola ( $\alpha = 3^h 3.7^m$ ,  $\delta = +40^\circ 41'$ ). Zmiany te trwają  $9.3^h$ ; należy zatem obserwację rozpocząć na  $4\frac{1}{2}$  godziny przed momentem najmniejszego blasku, które to momenty są podane w kalendarzu astronomicznym; obserwację należy zakończyć w tyleż godzin po momencie najmniejszego blasku.

Spostrzeżenia te wykonywa się okiem nieuzbrojonym najprościej metodą *Argelander*, która polega na ocenie różnic jasności gwiazdy badanej i gwiazd sąsiednich, których wielkość przyjmuje się za niezmienną i znaną. Oceniane okiem różnice jasności wyrażamy w t. zw. *stopniach*, które są określone w sposób następujący: jeżeli przy porównywaniu jasności dwu gwiazd *a* i *b* wydaje się nam, że pierwsza w sposób zaledwie widoczny przeważa jasnością nad drugą, wówczas mówimy, że gwiazda *a* jest o jeden stopień jaśniejsza od gwiazdy *b*, co zapisujemy w sposób następujący:

$$a \ 1 \ b$$

Jeżeli różnica blasku jest nieco łatwiej dostrzegalna, jak poprzednio, wówczas mówimy, że gwiazda *a* jest od gwiazdy *b* jaśniejsza o 2 stopnie, co zapisujemy znakiem:

$$a \ 2 \ b$$

Jeżeli różnica jasności jest widoczna na pierwszy rzut oka, wówczas piszemy:

$$a \ 3 \ b \ i \ t. \ d.$$

Z tych określeń stopnia wynika, że wartość jego jest indywidualna i zależy od bystrości oka i wprawy obserwatora. Początkowo wartość stopnia wynosi 0.2 wielkości gwiazdowej, wkrótce spada do 0.1, a u wprawnego badacza dochodzi do kilku setnych wielkości gwiazdowej.

Celem uzyskania lepszej dokładności porównywa się badaną gwiazdę zmienną *v* z dwiema gwiazdami *a* i *b*, których *a* oceniamy jako o *m* stopni jaśniejszą od *v*, *b* zaś jako o *n* stopni słabszą od *v*; mamy zatem

$$a \ m \ v \ n \ b$$

Poszukiwana wielkość *v* wynosi oczywiście

$$v = b + n \cdot \frac{a - b}{m + n} = \frac{na + mb}{m + n}$$

w czem *a* i *b* oznaczają zarazem wielkości gwiazdowe gwiazd *a* i *b*, które to wielkości znane są z kalendarza astronomicznego lub z tablicy III.

Obserwacje takie należy poprzedzić praktycznym zaznajomieniem się z metodą *Argelander*, porównując ze sobą jaśniejsze gwiazdy pod względem wielkości i oceniając indywidualną wartość stopnia. Przed obserwacją najlepiej sporządzić mapkę gwiazd porównawczych, celowo dobranych. W przypadku Algola najlepiej obrac *a* Perseusza (*m* = 1.90), *γ* Andromedy (*m* = 2.15), *β* Kasjopei (*m* = 2.42), *δ* Kasjopei (*m* = 2.80), *γ* Perseusza (*m* = 3.08), *δ* Perseusza (*m* = 3.10) i *z* Perseusza (*m* = 3.88).

**115. Gwiazdy »nowe«.** Gwiazdy »nowe« ukazują się na niebie nagle, świecą przez pewien czas, zwykle dosyć krótki, poczem znowu szybko zmniejszają się; najczęściej spadają one do rzędu gwiazd najdrobniejszych lub też nikną zupełnie. Nie ulega wątpliwości, że nie są to gwiazdy naprawdę nowe, t. j. takie, które właśnie się utworzyły. Na utworzenie się gwiazdy potrzeba miliardów lat, przyczem proces ewolucyjny odbywa się tak powoli, że dostrzeżenie jakiegóż zmiany w ciągu krótkiego życia ludzkiego jest niemożliwe. Gwiazdy »nowe« są to więc prawdopodobnie gwiazdy bardzo stare, już dogasające lub całkiem zagasłe, jakich bardzo wiele unosi się w przestrzeni, które pod wpływem pewnych impulsów na krótki czas znowu uzyskują możność wysyłania światła.

Na przyrodę gwiazd »nowych« wiele światła rzuciły badania widmowe. Szczególnie dokładnie badano najjaśniejsze gwiazdy »nowe« ostatnich czasów, mianowicie Nową Woźnicy z r. 1891, Nową Perseusza z r. 1901, oraz Nową Orła z r. 1918. Nowa Perseusza przewyższała jasnością gwiazdę 1-ej wielkości Kozę, a pomimo to gołym okiem była widzialna tylko przez kilka tygodni, poczem stała się

drobną gwiazdą teleskopową. Gwiazda Nowa Orła od 1-ej wielkości do granicy widzialności gołym okiem zmniejszała się w ciągu pół roku.

Wszystkie gwiazdy »nowe« posiadają widmo prawie jednakowe, które zatem jest dla nich charakterystyczne. Jest to początkowo widmo ciągłe, na którym oprócz nielicznych prążków absorcyjnych występują jasne, szerokie linje wodoru, przesunięte silnie ku stronie czerwonej. Z biegiem czasu, gdy gwiazda słabnie, ciągły podkład znika, a pozostają tylko jasne linje wodoru; widmo więc zmienia się na przerywane. Tłumaczy się te widma w ten sposób, że widmo gwiazdy »nowej« jest początkowo złożone z dwóch widm, z których jedno należy do ciała, z natury swej podobnego do zwykłych gwiazd, drugie zaś — do rozżarzonego wodoru, który szybko się oddala. W końcowej fazie widzialności pozostaje tylko to drugie widmo, gdy gwiazda właściwa, od której pochodziło widmo ciągłe, przestaje świecić.

Według jednej z hipotez, za którą przemawia bardzo wiele faktów, gwiazdy »nowe« są to gwiazdy zagasłe, które w biegu swoim przestrzennym spotykają masy gazów, t. j. mgławice gazowe, o których mowa w ustępie następnym; przez tarcie wewnątrz mgławicy rozżarzają się one na powierzchni, a zarazem rozżarzają się otaczające gwiazdę gazy mgławicy. Zachodziłoby tu zjawisko, podobne w charakterze do meteorów, przebiegających w naszej atmosferze, ale na olbrzymią skalę.

Zadanie:

Jasność gwiazdy, »Nova Persei« wzrosła między 20 a 22 lutego 1901 r. 25.000 razy; ile wynosiła zmiana wielkości gwiazdowej w tym czasie?

**116. Gromady gwiazd. Mgławice.** Gwiazdy, jak wiemy, występują często w układach po dwie, trzy i więcej, niekiedy zaś tworzą skupienia czyli *gromady*, złożone z bardzo wielu gwiazd. Gromady te, których znamy wiele tysięcy, są tylko wyjątkowo widziane okiem nieuzbrojonym, jako słabe gwiazdy lub mgiełki. Przez lunetę dopiero dostrzega się, że są to skupienia gwiazd. Ale często nawet najsilniejsze lunety nie są w stanie rozszczepić ich na oddzielne gwiazdy; wtedy właściwy ich charakter wyjaśnia widmo. Jeżeli bowiem obserwowane widmo jest ciągłe, wówczas, jak wiemy z ustępu 84, badane źródło światła składa się z gwiazd, a więc nie jest mgławicą gazową.

Gromady bardzo skupione nazywają się *mgławicami*; tą nazwą obejmujemy wszystkie twory, których nie można rozłożyć na oddzielne gwiazdy. Badania widmowe wykazały, że niewszystkie mgławice są skupieniami gwiazd, niektóre z nich bowiem mają widmo przerywane, co świadczy o tem, że są to ogromne masy świecących gazów. Charakterystyczną cechą widm mgławic gazowych jest szereg linii emisyjnych (najwybitniejsze zielone  $\lambda = 5006.84 \text{ \AA}$  i  $\lambda = 4958.91 \text{ \AA}$ ), nigdzie poza tem niespotykanych. Dawniej przypisywano je jakiemuś nieznanemu na ziemi pierwiastkowi, któremu nadano nazwę *nebulium*. W r. 1927 *Bowen* wykazał, że linje mgławic wysyłają zjonizowane atomy tlenu i azotu, i obalił tem samem hipotezę o istnieniu pierwiastka *nebulium*. Składową częścią przeważnej ilości mgławic gazowych jest poza tem wodór i hel.

Ilość materji gazowej, nieskoncentrowanej w postaci gwiazd, jest w przestrzeniach międzygwiazdowych olbrzymia; wykrycie tej



Ryc. 68.

materji zawdzięczamy głównie zastosowaniu fotografii do badań astronomicznych. Stosując bardzo długą ekspozycję, otrzymuje się



Ryc. 69.

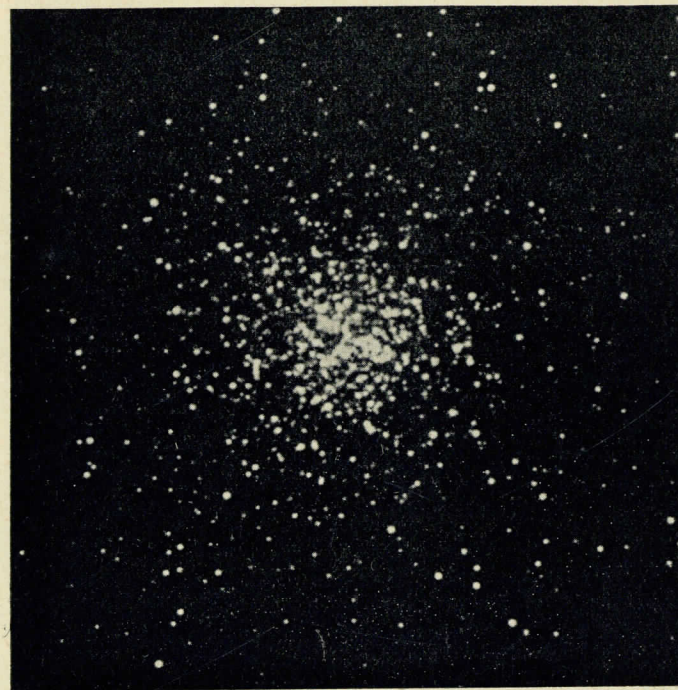
na kliszy obrazy utworów tak słabo świecących, iż bezpośrednie ich dostrzeżenie, nawet z pomocą najsilniejszych lunet, byłoby niemożliwe. Na kliszach widzimy często, że liczne mgławice, widziane przez lunetę, są tylko jaśniejszemi częściami olbrzymich mgławic, roztaczających się na wielkich obszarach nieba. Tak np. cała grupa Plejad jest pogrążona w jednej wielkiej mgławicy, której tylko część jaśniejsza, otaczająca główne gwiazdy Plejad, jest widzialna.

Największą mgławicą gazową, widzialną nawet okiem nieuzbrojonym, jest mgławica w Orjonie, w której jest pogrążona środkowa gwiazda miecza

Orjona (ryc. 68). Do bardzo ciekawych ze względu na swój kształt należy gazowa mgławica w Lutni, która ma kształt owalnego pierścienia (ryc. 69).

Nauka stoi obecnie na stanowisku, że mgławice gazowe stanowią materiał, z którego kiedyś utworzą się gwiazdy; pogląd *Laplace'a* (ustęp 102), że nasz układ słoneczny wytworzył się z mgławicy, uzyskał przez odkrycie mgławic gazowych realną podstawę.

Do najciekawszych i najlepiej zbadanych gromad gwiazdnych zalicza się gromada kulista w Herkulesie (ryc. 70), która okiem



Ryc. 70.

nieuzbrojonym jest widziana jako gwiazda 5-ej wielkości, a składa się w istocie z kilku tysięcy gwiazd, z których najjaśniejsze są 11-ej wielkości.

Wielka liczba gromad nierozdzielnych, chociaż nie gazowych, ma kształt spiralny. Do nich należy wielka, nawet gołym okiem widzialna, mgławica w Andromedzie (ryc. 71) oraz piękna mgławica w Psach Gończych, okazująca wyraźnie postać spiralną (ryc. 72).

#### Ćwiczenie:

Odnaleźć na niebie wielką mgławicę Andromedy, mgławicę Orjona i gromadę gwiazd w Herkulesie; posługiwać się mapą nieba.

**117. Droga mleczna.** Bardzo uderzającym zjawiskiem na gwiazdzistym niebie jest t. zw. *droga mleczna*. Nazywa się tak jasny pas

znacznej szerokości, okalający całe niebo. W granicach tego pasa są skupione niezliczone gwiazdy, z których tylko stosunkowo niewiele mogą być widziane oddzielnie, gdy inne, pojedynczo niewidzialne, potęgują tylko ogólny efekt świetlny.

Pas drogi mlecznej, zwany także pasem *galaktycznym* (od greckiego wyrazu *γάλα* (gala) = mleko), jest nachylony do równika świata pod kątem  $63^{\circ}$  i przecina się z nim z jednej strony w okolicy gwiazdozbioru Psa Wielkiego, z drugiej zaś w gwiazdozbiórach Antinousa i Węża. Biegun północny drogi mlecznej znajduje się w gwia-



Ryc. 71.

zdozbiorze Warkocza Bereniki, południowy zaś na półkuli południowej pomiędzy Wielorybem a Feniksem. Droga mleczna nie przebiega na niebie ściśle wzdłuż wielkiego koła, ale odchylenie od koła wielkiego nie jest wielkie. Dwie części, na które dzieli niebo pas galaktyczny, mają się do siebie, jak 8 do 9.

Szerokość i jasność drogi mlecznej jest w różnych jej częściach dosyć rozmaita. Najbardziej na północ wysuniętą częścią drogi mlecznej jest ta, w której przypada Kasjopea; dalej przechodzi ona przez Perseusza, Woźnicę, Bliźnięta, Byka, Okręt Argo, Krzyż Południowy, Centaura, Strzelca, Orła, Łabędzia i Cefeusza. Wymienione są tu oczywiście tylko gwiazdozbiory najwybitniejsze. Największą szerokość  $24^{\circ}$  osiąga droga mleczna w Okręcie Argo, a zwęża się do

$4^{\circ}$  w Krzyżu Południowym. Szczególną jasnością odznacza się droga mleczna w gwiazdozbiórach Strzelca, Łabędzia i Centaura; w tej okolicy znajdują się dwie bardzo duże jasne plamy, zwane Dużym i Małym Obłokiem Magellana. Pierwszy z nich leży w gwiazdozbiórze Dorado, drugi zaś w gwiazdozbiórze Tukana.

W kilku miejscach droga mleczna dzieli się na 2 odnogi, przebiegające oddzielnie, a później łączące się znowu; gdzieindziej wąskie smugi odgałęziają się od drogi mlecznej i w pewnej odległości



Ryc. 72.

zanikają. Wogóle dokładny opis drogi mlecznej jest prawie niemożliwy. Fotografję kawałka drogi mlecznej w gwiazdozbiórze Byka przedstawia rycina 73. Na rycinie tej zwracają uwagę ciemne smugi, pokrywające znaczną część drogi mlecznej; jest to materja ciemna, unosząca się w olbrzymich ilościach w przestworzu.

Zjawisko drogi mlecznej jest nadzwyczaj skomplikowane. Trzeba bowiem wziąć pod uwagę, że gwiazdy drogi mlecznej widzimy tylko jako rzuty na sklepienie niebieskie, a w celu wyjaśnienia zjawiska należy z kształtu drogi mlecznej wyprowadzić przestrzenne rozmieszczenie tworzących ją gwiazd. Byłoby to możliwe z całą dokładnością tylko wówczas, gdyby były znane odległości gwiazd.

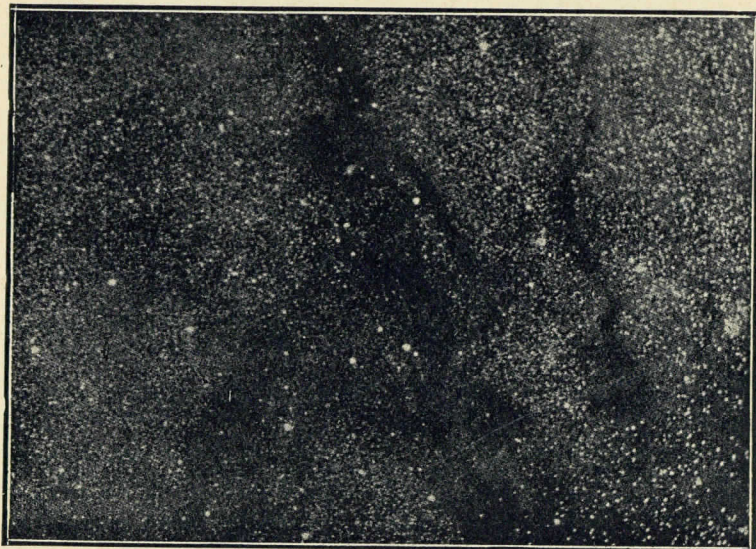
#### Ćwiczenie:

Obserwuj drogę mleczną i odczytaj na mapie nieba gwiazdozbiory, przez które przebiega.

**118. Układ Małej i Wielkiej Galaktyki. Wszechświaty-Wyspy. Ogrom i budowa wszechświata.** Wniosek, do którego upoważnia nas widok drogi mlecznej, jest ten, że znajdujemy się wewnątrz

przestrzeni, otoczone gęstym pierścieniem niezliczonych gwiazd. Ale wiemy też, że gwiazdy, które widzimy obok siebie na sklepieniu niebieskim, mogą być w rzeczywistości bardzo odległe od siebie. Odległość kątowna między gwiazdami, wynosząca zaledwie kilka minut, może oznaczać w rzeczywistości miliardy mil, skoro weźmiemy pod uwagę olbrzymie odległości, dzielące nas od gwiazd.

Wyobraźmy sobie, że zbliżamy się do gwiazd, widzialnych w pewnej części drogi mlecznej; z powodu malejącej odległości kąt, utworzony przez kierunki, w których widzimy dane dwie gwiazdy, musi się powiększać, a więc gwiazdy muszą się pozornie oddalać od siebie. Gdybyśmy wreszcie znaleźli się pośrodku pomiędzy temi dwiema gwiazdami drogi mlecznej, to widzielibyśmy je na niebie



Ryc. 73.

w dwóch przeciwległych sobie punktach. Zresztą droga mleczna otaczałaby nas wówczas tak samo, jak i teraz, z tą różnicą, iż wydawałaby się ona szersza w tych częściach drogi, ku którym zbliżyliśmy się, a węższa w tych częściach, od których oddaliliśmy się.

Wynika z tego rozumowania, że i te gwiazdy, które na niebie widzimy w dowolnych odległościach od pasa galaktycznego, a również i słońce, mogą być gwiazdami jednego zbiorowiska gwiazd, które rozciąga się bardzo daleko w płaszczyźnie galaktycznej, a znacznie mniej daleko w kierunku, do tej płaszczyzny prostopadłym.

Pogląd taki znajduje potwierdzenie w badaniach nad gęstością rozmieszczenia gwiazd w różnych częściach nieba, t. j. nad średnią liczbą gwiazd, przypadających na daną powierzchnię nieba w różnych odległościach od drogi mlecznej. Gęstość ta rośnie w sposób ciągły w miarę zbliżania się od biegunów galaktycznych do równika drogi mlecznej, która jest pasem największej gęstości. Gdyby pomiędzy drogą mleczną a gwiazdami, w innych częściach nieba

widzialnymi, nie było żadnego związku, to gęstość rozmieszczenia gwiazd nie byłaby w żadnej zależności od miejsca, które gwiazdy zajmują na niebie. Słońce nasze zajmuje w tej wielkiej gromadzie, która nosi nazwę *układu Drogi Mlecznej* lub *układu Małej Galaktyki*, stanowisko, niebardzo odległe od środka.

Zbadanie postaci tego układu gwiazdowego przedstawia olbrzymie trudności. Wiele argumentów przemawia za poglądem, według którego układ gwiazdowy drogi mlecznej należy do tak częstego typu gromad spiralnych (ryc. 71 i 72). W takich gromadach największa liczba gwiazd jest skupiona w zwojach spiralnych, gdy pomiędzy zwojami zagęszczenie gwiazd jest stosunkowo małe. Droga mleczna jest to rzut wszystkich zwojów na sklepienie niebieskie, a więc różne jej części znajdują się w bardzo różnych odległościach od nas, chociaż są widziane w jednym kierunku. Zwoje drogi mlecznej nie leżą w jednej płaszczyźnie, lecz odchylają się to w jedną, to w drugą stronę od średniej płaszczyzny układu. W perspektywie zwoje te bądź przecinają się ze sobą, co powoduje znacznie większą jasność drogi mlecznej w miejscach przecięcia, bądź znowu rozchodzą się, skutkiem czego powstają na tle drogi mlecznej ciemne miejsca i jej rozgałęzienia. Położenie wielu najjaśniejszych gwiazd w przybliżeniu na jednym wielkim kole prowadzi do wniosku, że leżą one w tym samym zwoju, w którym znajduje się także i nasze słońce.

O rozmiarach i budowie układu drogi mlecznej mamy obecnie pewne wyobrażenie dzięki fotometrycznej metodzie wyznaczania paralaks. Wiadomo mianowicie, że układ Małej Galaktyki zajmuje przestrzeń kształtu bardzo spłaszczonej elipsoidy (soczewki), której średnica wynosi niemniej jak 40.000 lat światła, grubość zaś niemniej, jak 6.000 lat światła. Twór ten zawiera według szacowań *Kapłeyna* 47 miliardów gwiazd, a ponadto kilkaset znanych mgławic gazowych (t. zw. *mgławic galaktycznych*) oraz gromad gwiazdnych, jak np. znane powszechnie Hyjady i Plejady, których odległości od naszego słońca wynoszą odpowiednio 130 i 330 lat światła.

Cały szereg, i to najpiękniejszych gromad gwiazdnych, leży jednak już poza granicami Małej Galaktyki. Do takich należą np. Wielki i Mały Obłok Magellana, których odległości od nas wynoszą odpowiednio 112.000 i 105.000 lat światła, oraz znaczna ilość gromad kulistych, z których najdalsza, oznaczona w *New General Catalogue* liczbą porządkową 7.006, leży w odległości 230.000 lat światła. Wszystkie te gromady tworzą jednak z układem Małej Galaktyki jeden odrębny układ, zwany *Układem Wielkiej Galaktyki*, który ma również kształt spłaszczonej elipsoidy o średnicy około 300.000 lat światła. Nasze słońce leży w odległości około 70.000 lat światła od środka układu Wielkiej Galaktyki w kierunku gwiazdozbioru Bliźniąt.

Układ Wielkiej Galaktyki stanowi we wszechświecie pewną odrębną całość, pewną samodzielną jednostkę. Takich jednostek mamy jednak we wszechświecie kilkaset tysięcy w postaci t. zw. *mgławic pozagalaktycznych*, których przykładem jest np. wielka mgławica w gwiazdozbiorze Andromedy (ryc. 71), mająca około 46.000 lat światła średnicy. Występują one na niebie najczęściej w okolicy biegunów galaktycznych i przedstawiają ogromne skupienie gwiazd, zupełnie podobne do naszej Galaktyki; kształt ich

jest najczęściej spiralny. Najbliższa z nich, wielka mgławica Andromedy jest oddalona od nas o 870.000 lat światła; inne leżą w odległościach, wynoszących miliony, dziesiątki milionów, a nawet setki milionów lat światła. Pomiędzy poszczególnymi temi wszechświatami ciągną się ogromne puste przestrzenie; są one więc jakby wyspami, rozrzuconymi w nieskończonej otchłani Kosmosu. Słusznie też nazwano je *Wszechświatami - Wyspami*. Wszystkie one są obdarzone ruchem, i to w niektórych przypadkach bardzo znaczącym. Wszechświat-Wyspa, która zawiera nasze słońce, czyli nasz układ Galaktyki, mknie z prędkością  $400 \text{ km sek}^{-1}$  w kierunku gwiazdozbioru Cefeusza; inne mkną ze znacznie większymi prędkościami, dochodzącymi do kilku tysięcy  $\text{km sek}^{-1}$ .

Widzimy z powyższego, że w poznawaniu rozmiarów i budowy Kosmosu posunęliśmy się stosunkowo bardzo daleko. Wszystko to jednak, co dotąd poznaliśmy na przestrzeni setek milionów lat światła, jest zapewne tylko drobną cząstką przeogromnej, nieznaney nam Całości, wobec której cały nasz układ słoneczny jest tylko znikomym pyłkiem. I chociaż krok ten w kierunku poznania budowy wszechświata upaja obecne pokolenie badaczy, to przecież jest to tylko nieznaczna zdobycz z nieskończonego bezmiaru tajemnic Natury.

## ROZDZIAŁ XV

### Rachuba czasu

**119. Kalendarz juljański i gregorjański.** *Kalendarzem* nazywa się zbiór wiadomości, dotyczących rachuby czasu, ze szczególnem uwzględnieniem dat, na które przypadają dni świąteczne lub posty.

Kalendarzowa rachuba czasu opiera się na kilku okresach, których podstawą są zjawiska astronomiczne. Najważniejsze z tych okresów są: *dzień*, *miesiąc* i *rok*. Prócz tego używany powszechnie okres siedmiodniowy, *tydzień*, stoi w związku z głównymi fazami księżyca.

W rozmaitych czasach i u różnych narodów były w użyciu różne kalendarze. I dzisiaj nie wszystkie narody posiadają tę samą rachubę kalendarzową. U narodów chrześcijańskich są w użyciu dwa kalendarze: *stary* czyli *Juljański* i *nowy* czyli *Gregorjański*.

Rok zwrotnikowy nie wyraża się całkowitą liczbą dni, lecz liczbą ułamkową  $365 \cdot 2422 \dots$  dni. Chcąc się trzymać ściślej długości roku, trzeba by każdy nowy rok zaczynać o innej godzinie. Dla uniknięcia tej niedogodności używa się w rachubie czasu t. zw. *roku kalendarzowego*, który składa się zawsze z całkowitej liczby dni. Aby jednakże mimo to być w zgodzie ze zjawiskami astronomicznymi, dąży się do tego, aby przynajmniej co kilka lat początek roku kalendarzowego przypadał, o ile możliwości, równocześnie z początkiem roku astronomicznego. Osiąga się to przez powiększanie co kilka lat roku kalendarzowego o jeden dzień.

Różnica między kalendarzem Juljańskim a Gregorjańskim polega na sposobie, w jaki tę zgodność ze zjawiskami astronomicznymi pragnie się utrzymać.

Kalendarz Juljański został zaprowadzony przez Juljusza Cezara w roku 46 przed narodzeniem Chrystusa. Ponieważ rok kalendarzowy musi składać się z całkowitej liczby dni, przeto w kalendarzu Juljańskim w okresie czteroletnim 3 lata, zwane *zwyčajnymi*, mają po 365 dni, a 1 rok, zwany *przestępnym*, ma 366 dni. W ten sposób średnia długość roku równa się  $365 \cdot 25$  dni czyli 365 dni i 6 godzin, którą kalendarz Juljański przyjmuje za podstawę swej rachuby. Przestępnymi w kalendarzu Juljańskim są wszystkie te lata, których liczba jest podzielna przez 4.

Jednakże w sposób powyższy nie osiąga się zupełnej zgodności ze zjawiskami niebieskimi, albowiem przyjęta długość roku  $365 \cdot 25$  dni, w porównaniu z prawdziwą długością  $365 \cdot 2422 \dots$  dni, jest o  $0 \cdot 0078 \dots$  dnia za wielka. Skutkiem tego rok Juljański spóźnia się względem roku zwrotnikowego co rok o  $0 \cdot 0078 \dots$  dnia, co czyni 1 dzień na 128 lat.

Taka niezgodność z ruchem ciał niebieskich musi prowadzić do wielkich zakłóceń. Przypuśćmy na przykład, że z biegiem czasu opóźnienie to wzrosło do 30 dni, to zima kalendarzowa rozpoznałaby się o miesiąc później, niż zima astronomiczna, a musiałyby dojść i do tego, że Boże Narodzenie byłoby obchodzone w lecie, a Zielone Świąta w zimie.

Dla uniknięcia tych zakłóceń papież Grzegorz XIII postanowił poprawić kalendarz Juljański, a wynikiem tych zabiegów był zaprowadzony przez niego w r. 1582 kalendarz nowy, czyli Gregorjański. W tym kalendarzu za podstawę rachuby została przyjęta długość roku  $365 \cdot 2425$  dni, a więc liczba bardziej zbliżona do prawdziwej długości roku zwrotnikowego, albowiem większa od niej tylko o  $0 \cdot 0003 \dots$  dnia, a od liczby dni, przyjętej w kalendarzu Juljańskim, mniejsza o  $0 \cdot 0075$  dnia. Skutkiem tego kalendarz Juljański spóźnia się względem Gregorjańskiego co rok o  $0 \cdot 0075$  dnia, czyli o jeden dzień na 133 $\cdot$ 33 lat, a o 3 dni na 400 lat. Od narodzenia Chrystusa do dzisiaj spóźnił się kalendarz Juljański względem Gregorjańskiego o dni 13, wskutek czego wszystkie daty są o 13 dni późniejsze. Gdy np. według nowego kalendarza mamy datę 14 jakiegoś miesiąca, to według starego jest dopiero pierwszy.

Kalendarz Gregorjański, jak widzieliśmy, również nie jest jeszcze w zupełnej zgodzie ze zjawiskami niebieskimi, albowiem przyjmuje długość roku o  $0 \cdot 0003 \dots$  dni za dużą. Różnica ta jednakże jest tak mała, iż dopiero po upływie 3333 lat spowoduje opóźnienie o 1 dzień.

W kalendarzu Gregorjańskim lata zwyčajne wynoszą również po 365 dni i przestępne po 366 dni. Przestępnymi są wszystkie te lata, których liczba jest podzielna przez 4, z wyjątkiem tych lat, których liczba kończy się dwoma zerami, a nie jest podzielna przez 400. Wynika stąd, że co każde 400 lat kalendarz Gregorjański wyprzedza kalendarz Juljański o 3 dni, co właśnie powoduje wyżej wspomnianą różnicę obu kalendarzy.

Dzień 366-ty lat przestępnych w obu kalendarzach dodaje się do miesiąca lutego, który w latach zwyčajnych ma dni 28, a w przestępnych 29. Trzy razy w ciągu okresu 400-letniego luty w kalendarzu Gregorjańskim (w owych latach wyjątkowych) ma dni 28, pod-

czas gdy w juljańskim 29. W latach, gdy to zachodzi, różnica obu kalendarzy wzrasta o 1 dzień. Takim rokiem był np. r. 1900. Przed rokiem 1900 różnica kalendarzy wynosiła tylko 12 dni, w tym zaś roku wzrosła o 1 dzień.

**120. Początek okresów kalendarzowych.** Za początek roku przyjmuje się obecnie powszechnie w świecie chrześcijańskim godzinę 24 w nocy z dnia 31 grudnia na 1 stycznia, a więc pierwszy dzień stycznia jest pierwszym dniem roku.

Miesiąc kalendarzowy dzisiejszy znajduje się tylko w bardzo luźnym związku z miesiącem synodycznym (ustęp 45), który służy mu za podstawę. Postanowiono dzielić rok na 12 miesięcy, gdy w istocie na rok przypada 12 miesięcy synodycznych i jeszcze blisko 11 dni. Miesiąc synodyczny ma 29·530588 dni, miesiące zaś kalendarzowe po 30 lub 31 dni, a luty 28 lub 29 dni. Skutkiem tego te same fazy księżyca (pełnia, nów, kwadry) przypadają na różne daty; również w tych samych miesiącach różnych lat daty jednakowych faz księżyca są różne.

U narodów, które za podstawę rachuby czasu biorą odmiany księżyca, np. u narodów muzułmańskich, miesiąc zaczyna się w chwili, gdy na zachodnim niebie ukazują się po nowiu pierwszy wąski sierp księżyca. U nas pierwszy dzień miesiąca nie stoi w żadnym związku z fazą księżyca.

Okres tygodniowy, obejmujący 7 dni, oparty na odmianach księżyca, również musi stać z niemi w rozdzwiku, ponieważ główne fazy księżyca następują po sobie średnio w odstępach 7 dni  $5\frac{1}{4}$  godzin. To też tydzień nie rozpoczyna się wraz z fazą, ale zawsze w niedzielę, którą uważa się za pierwszy dzień tygodnia.

Doba, obejmująca w sobie dzień i noc, zaczyna się w rachubie kalendarzowej i w życiu społecznym o północy i trwa do następnej północy. Niektóre narody liczą początek doby od wschodu lub od zachodu słońca. Tak np. u Żydów dzień kończy się z zachodem słońca, poczem rozpoczyna się dzień następny. Dlatego święta żydowskie zaczynają się zawsze po zachodzie słońca i trwają do następnego zachodu. Doba astronomiczna rozpoczyna się w południe i trwa do następnego południa (ustęp 27). Począwszy od r. 1925, obowiązują także w astronomji stosowanie doby cywilnej.

**121. Litera niedzielna. Liczba złota. Cykl słoneczny. Epakta.** Ważną rzeczą w rachubie kalendarzowej jest określanie dat, na które w różnych latach przypadają pewne dni tygodnia lub pewne fazy księżyca. Znaczenie tych dat polega między innymi na tem, iż naogół służą one za podstawę do określania dat Wielkanocy i związanych z nią świąt ruchomych (ustęp 122).

Podstawą do rozwiązywania wymienionych zagadnień kalendarzowych są cztery liczby, podawane zazwyczaj w kalendarzach: 1) *litera* lub *liczba niedzielna*, 2) *liczba złota*, 3) *cykl słoneczny* i 4) *epakta*. Znaczenie tych liczb postaramy się w krótkości wyjaśnić.

Weźmy siedm pierwszych liter abecadła: *a, b, c, d, e, f, g* i począwszy od pierwszego dnia danego roku, oznaczmy wszystkie dni kolejno temi literami tak, żeby co 7 dni szereg tych liter powtarzał się w tym samym porządku. Ponieważ liter jest tyle, ile dni w ty-

godniu, więc na dany dzień tygodnia wypadnie zawsze ta sama litera. Gdy więc np. 1 stycznia wypada w piątek, to mamy:

dnia 1	stycznia,	piątek	<i>a</i>
» 2	»	sobota	<i>b</i>
» 3	»	niedziela	<i>c</i>
» 4	»	poniedziałek	<i>d</i>
» 5	»	wtorek	<i>e</i>
» 6	»	środa	<i>f</i>
» 7	»	czwartek	<i>g</i>
» 8	»	piątek	<i>a</i>
» 9	»	sobota	<i>b</i> i t. d.

W ciągu całego roku piątkowi odpowiadać będzie zatem litera *a*, sobocie *b*, niedzielom *c* i t. d. Otóż ta litera, która odpowiada wszystkim niedzielom danego roku, nazywa się *literą niedzielną* tego roku. Widzimy, że litera niedzielna zależy od tego dnia tygodnia, na który wypada pierwszy dzień danego roku. W latach przestępnych przyjmuje się dwie litery niedzielne, jedną, ważną do 24 lutego, drugą po tej dacie. W rachunkach kalendarzowych zamiast liter używa się liczb od 1 do 7, a więc np. literze niedzielnej *c* odpowiada liczba niedzielna 3.

Cykl słoneczny jest to okres, po którym litera niedzielna powtarza się w tym samym porządku. Ponieważ rok zwyczajny ma 365 dni, czyli 52 tygodnie i 1 dzień, więc 1 stycznia i 31 grudnia danego roku przypadają na ten sam dzień tygodnia, a pierwszy dzień nowego roku przypada na następny dzień tygodnia w porównaniu z rokiem poprzednim; odpowiednio są również przesunięte wszystkie inne daty roku. W latach przestępnych przesunięcie owo wynosi 2 dni. W okresie 4-letnim, obejmującym zawsze 3 lata zwyczajne i jeden rok przestępny, owo przesunięcie wynosi zatem 5 dni. Po siedmiu takich okresach 4-letnich, t. j. po 28 latach, przesunięcie wyniesie  $5 \times 7 = 35$  dni, albo całe 5 tygodni, a więc te same daty przypadać będą znowu na te same dni tygodnia i liczba niedzielna w tym samym porządku będzie się zmieniać. Otóż ten okres 28-letni nazywa się *cyklem słonecznym* i tą samą nazwą oznacza się liczbę, która określa miejsce danego roku w tym okresie.

Każdej liczbie w cyklu słonecznym odpowiada ściśle określona litera niedzielna. Jeżeli więc wiemy, jakie miejsce dany rok zajmuje w tym cyklu, to wiemy także, na jaki dzień stycznia przypada pierwsza niedziela roku, a stąd z łatwością otrzymujemy dni tygodnia dla jakichkolwiek dat roku. Ponieważ rok 19 po nar. Chr. był pierwszym rokiem cyklu słonecznego, więc aby znaleźć cykl słoneczny jakiegoś roku, trzeba od liczby roku odjąć 19 (albo dodać do niej 9), różnicę (lub sumę) podzielić przez 28, a pozostała reszta z dzielenia będzie cyklem słonecznym roku.

Jak istnieje okres, po którym te same daty przypadają na te same dni tygodnia, tak samo istnieje okres, po którym te same fazy księżyca przypadają znowu na te same daty. Okres ten obejmują 235 miesięcy synodycznych, albo 19 lat. Ponieważ astronom ateński Meton był pierwszy, który zużytkował ten okres w chronologii, przeto

okres ten nazywa się *cyklem Metona*. Liczba, oznaczająca, jakie miejsce w cyklu Metona zajmuje dany rok, nazywa się *liczbą złotą* roku. Każdej liczbie złotej, która posiada wartości od 1 do 19, odpowiadają określone daty faz księżyca. Jeżeli więc znamy owe daty dla każdego roku w cyklu Metona, to znamy je też dla jakiegokolwiek roku, gdy jego liczba złota jest wiadoma.

Ponieważ rok 1 przed nar. Chr. był pierwszym rokiem cyklu Metona (t. j. miał liczbę złotą 1), to liczbę złotą jakiegokolwiek roku znajdujemy w ten sposób, że do liczby roku dodajemy 1, sumę dzielimy przez 19, a reszta, otrzymana z dzielenia, będzie poszukiwaną liczbą złotą.

Z liczbą złotą jest ściśle związana t. zw. *epakta*, która ma oznaczać, na ile dni przed końcem roku przypada ostatni nów księżyca. Z powodu różnych okoliczności, o których mówić nie będziemy, dzisiejsza epakta kalendarzowa, używana w rachubie wielkanocnej, różni się od prawdziwej epakty księżycowej.

#### Zadania:

1. Znaleźć literę i liczbę niedzielną, liczbę złotą i cykl słoneczny dla roku bieżącego.
2. Znaleźć, jakie daty pierwszej pełni w roku i jakie prawdziwe epakty księżycowe odpowiadają poszczególnym liczbom złotym cyklu Metona. Sporządzić odpowiednie tabelki na podstawie otrzymanych wyników.

**122. Data Wielkanocy.** Jak wspomnieliśmy, litera niedzielną, cykl słoneczny, liczba złota i epakta są potrzebne do obliczenia daty Wielkanocy. Na soborze nicejskim w r. 325<sup>o</sup> zgodzono się obchodzić Wielkanoc w pierwszą niedzielę po pełni wiosennej, t. j. po pierwszej pełni, wypadającej po równonocy wiosennej, której datę przyjęto na dzień 21 marca; jeżeli zaś pełnia wielkanocna wypada w niedzielę, to zgodzono się obchodzić Wielkanoc w niedzielę następną. Postanowiono też wówczas obchodzić niedzielę zapustną na 7 tygodni przed Wielkanocą, a Wniebowstąpienie, Zielone Świąta i Boże Ciało odpowiednio w 40, 50 i 60 dni po Wielkanocy. W ten sposób daty wszystkich świąt ruchomych uzależniono od daty Wielkanocy.

Wiadomości, dotyczące daty pełni wiosennej i dnia tygodnia, odpowiadającego tej dacie, dają nam litera niedzielną i epakta. Znajomość tych dwóch liczb zupełnie wystarcza do określenia daty Wielkanocy. K. F. Gauss podał wzory, zapomocą których bez znajomości tych liczb, drogą łatwego rachunku, można obliczyć datę Wielkanocy dla dowolnego roku  $A$ ; wzory te istnieją dla kalendarza gregorjańskiego i juljańskiego, przyczem pierwsze z nich zawierają drugie, jako specjalny wypadek.

Sposób obliczania daty Wielkanocy w kalendarzu juljańskim jest następujący: dzieli się liczbę roku  $A$  kolejno przez 19, 4 i 7 i otrzymuje jako odpowiednie reszty z tych dzieleni liczby  $a$ ,  $b$  i  $c$ . Oblicza się z kolei wartość wyrażenia  $(19a + 15)$ , dzieli się je przez 30 i otrzymuje się resztę  $d$ . Wreszcie oblicza się wartość wyrażenia  $(2b + 4c + 6d + 6)$ , dzieli się je przez 7 i otrzymuje się resztę  $e$ . Wówczas datą Wielkanocy jest dzień  $(22 + d + e)$  marca, względnie dzień  $(d + e - 9)$  kwietnia, jeżeli suma  $(d + e)$  ma wartość, większą od 9.

W kalendarzu gregorjańskim oblicza się datę Wielkanocy podobnie, dzieląc liczbę roku  $A$  kolejno przez 19, 4 i 7 i tworząc odpowiednie reszty  $a$ ,  $b$  i  $c$ , a zatem identycznie, jak w kalendarzu juljańskim. W miejsce jednak wyrażeń  $(19a + 15)$  oraz  $(2b + 4c + 6d + 6)$  tworzy się odpowiednie wyrażenia  $(19a + M)$  oraz  $(2b + 4c + 6d + N)$ , w których  $M$  i  $N$  oznaczają liczby całkowite, różne naogół dla różnych stuleci, których wartości oblicza się w sposób następujący: liczbę stuleci  $k$ , zawartą w liczbie roku  $A$ , dzieli się przez 3 i 4 i otrzymuje jako całkowite ilorazy liczby  $g$  względnie  $h$ ; wówczas liczbę  $M$  oblicza się jako resztę z dzielenia wyrażenia  $(15 + k - g - h)$  przez 30,  $N$  zaś jako resztę z dzielenia wyrażenia  $(4 + k - h)$  przez 7. Znając wartości liczb  $M$  i  $N$ , oblicza się wartości wyrażeń  $(19a + M)$  oraz  $(2b + 4c + 6d + N)$ , dzieli się je odpowiednio przez 30, względnie 7, i otrzymuje się reszty  $d$ , względnie  $e$ . Datą Wielkanocy w kalendarzu gregorjańskim jest znowu dzień  $(22 + d + e)$  marca, względnie dzień  $(d + e - 9)$  kwietnia.

Odnosnie do liczb  $a$  i  $d$  należy zauważyć, że liczba  $a$ , powiększona o 1, przedstawia liczbę złotą roku  $A$ , dzień zaś  $(21 + d)$  marca, względnie  $(d - 10)$  kwietnia, przedstawia t. zw. *granice wielkanocną* t. j. datę pełni wielkanocnej.

Na podstawie wzorów Gaussa możemy oznaczyć najwcześniejszą oraz najpóźniejszą datę tego ruchomego święta. W tym celu wystarczy zauważyć, że najmniejszymi wartościami reszt  $d$  i  $e$  jest zero, największymi zaś odpowiednio 29 i 6. Najwcześniejszą tedy datą Wielkanocy jest dzień  $(22 + 0 + 0)$  marca = 22 marca (np. w latach 2285, 2353 i t. d.). Najpóźniejszą zaś, rachunkowo możliwą datą Wielkanocy, jest dzień  $(29 + 6 - 9)$  kwietnia = 26 kwietnia; w tym jednak wypadku, gdy rachunek prowadzi do liczb  $d = 29$  i  $e = 6$ , np. dla roku 1987, przyjmuje się jako datę Wielkanocy nie niedzielę 26 kwietnia, lecz niedzielę poprzednią, t. j. 19 kwietnia. Najpóźniejszą tedy datą Wielkanocy może być niedziela 25 kwietnia (np. w latach 1943, 2038 i t. d.). W ogólności zatem data Wielkanocy przypadać może między 22 marca a 25 kwietnia.

Obok podanego wyżej wyjątku istnieje jeszcze jeden, mianowicie w tym wypadku, gdy rachunek daje 25 kwietnia i gdy równocześnie reszta  $a$  jest większa od 10, oraz gdy równocześnie  $d = 28$ ; w tym wypadku cofa się datę Wielkanocy na niedzielę poprzednią, t. j. 18 kwietnia.

Oba omówione wyjątki odnoszą się tylko do kalendarza gregorjańskiego.

#### Zadania:

1. Obliczyć datę pełni wielkanocnej dla roku bieżącego w kalendarzu juljańskim i gregorjańskim. Sprawdzić, czy obliczona data pełni zgadza się z datą, podaną w kalendarzu astronomicznym.
2. Posługując się wzorami Gaussa, obliczyć datę Wielkanocy w kalendarzu juljańskim (używanym w Polsce przez kościół grecko-katolicki i prawosławny) dla roku bieżącego i przyszłego.
3. Obliczyć daty Wielkanocy w kalendarzu gregorjańskim dla lat następujących:
  - a) 1791, 1863, dla roku bieżącego i przyszłego;
  - b) 2285 i 2353;
  - c) 1943, 2038, 2258 i 2326 (sprawdzić, czy nie zachodzi pierwszy wyjątek);
  - d) 1954, 2049, 2106 i 3165 (sprawdzić, czy nie zachodzi drugi wyjątek).
4. Znaleźć, jakie granice wielkanocne odpowiadają poszczególnym liczbom złotym cyklu Metona. Sporządzić tabelkę.



**123. Indykcja. Era juljańska.** *Indykacja* czyli *liczba procentowa rzymska*, podawana zawsze w kalendarzach, oznacza miejsce danego roku w t. zw. *okresie rzymskim*, obejmującym 15 lat, zaprowadzonym przez Konstantyna Wielkiego w r. 313 po Chr. w celu regulacji pewnych rzymskich urzędzeń społecznych. Okres rzymski niema więc podstawy astronomicznej, ma jednakże wielkie znaczenie w chronologii. Indykcję dla danego roku otrzymuje się, dodając do liczby roku 3 i dzieląc sumę przez 15. Otrzymana reszta jest poszukiwaną indykacją.

Gdy pomnożymy przez siebie liczby 28, 19 i 15, t. j. liczby lat, objęte okresem słonecznym, cyklem Metona i okresem rzymskim, to otrzymamy liczbę 7.980. Okres, obejmujący 7.980 lat, nazywa się *okresem juljańskim*. Za początek tego okresu, czyli za początek ery juljańskiej, uważa się ten rok, w którym cykl słoneczny, liczba złota i indykacja były równe jedności. Rokiem tym był rok 4.713 przed nar. Chr., a więc pierwszy rok ery chrześcijańskiej był 4.713 rokiem ery juljańskiej. Wogóle każdej kombinacji owych trzech liczb odpowiada jeden rok ery juljańskiej i dlatego liczby te oraz rachuba czasu według ery juljańskiej mają duże znaczenie w chronologii. Rok, w którym cykl słoneczny, liczba złota i indykacja będą miały znowu tę samą wartość, powtórzy się dopiero po 7.980 latach.

Okres juljański został wynaleziony w roku 1583 przez *Józefa Scaligera* i nazwany tak na cześć jego ojca *Juljana*, a znaczenie tego okresu polega szczególnie na tem, że obejmuje on w sobie całą epokę historyczną, począwszy od najbardziej odległych początków. Także w badaniach astronomicznych ma on rozległe zastosowanie.

#### Zadania:

1. Znaleźć indykację dla roku bieżącego!
2. Jaka liczba w okresie juljańskim odpowiada bieżącemu rokowi?
3. Jaka kombinacja cyklu słonecznego, liczby złotej i indykacji odpowiada liczbie 6.544 ery juljańskiej?
4. W którym roku ery chrześcijańskiej rozpocznie się nowy okres ery juljańskiej?

**124. Kalendarz żydowski, mahometański i chiński.** Żydzi w celu obliczania daty swoich świąt używają kalendarza, w którym lata liczą się od biblijnego stworzenia świata, t. j. o 3.761 lat przed początkiem ery chrześcijańskiej. Rachuba czasu żydowska jest oparta na ruchach księżyca i słońca. Miesiące są to miesiące księżycowe po 29 lub 30 dni, a rok ma albo 12 miesięcy (*rok zwyczajny*), albo 13 miesięcy (*rok przestępny*). Zarówno rok zwyczajny, jak i przestępny, może być *niezupelnym*, *prawidłowym* i *nadliczbowym*. Rok zwyczajny ma w tych razach 353, 354 lub 355 dni, rok zaś przestępny 383, 384 lub 385 dni. Lata zwyczajne i przestępne idą po sobie w takim porządku, ażeby po 19 latach początek roku przypadł znowu na ten sam dzień roku słonecznego. W ten sposób utrzymana jest zgodność ze zjawiskami astronomicznymi. Początek roku żydowskiego przypada na różne daty roku gregorjańskiego.

*Kalendarz mahometański* różni się od żydowskiego tem, że opiera się tylko na ruchach księżyca. Miesiące mają po 29 lub 30 dni, a rok, t. zw. *rok księżycowy* (354-367056 dni), składa się z 12 miesięcy i ma 354 dni (*rok zwyczajny*) lub 355 dni (*rok przestępny*).

Kolejność lat zwyczajnych i przestępnych powtarza się po upływie 30 lat księżycowych. Lata swoje rachują mahometanie od roku ucieczki Mahometa z Mekki do Medyny, czyli od roku *hedżiry*, przyczem pierwszy rok ery hedżiry przypada na 15 lipca 622 r. po nar. Chr. Oczywiście początek roku mahometańskiego przypadać musi zawsze na inną datę roku gregorjańskiego.

Dzień zaczynają muzulmanie, podobnie jak Żydzi, po zachodzie słońca.

*Kalendarz chiński* opiera się na ruchach słońca i księżyca. W celu pogodzenia tych ruchów jedne lata mają po 12, inne po 13 miesięcy. Pierwsze są to lata *zwyczajne* po 354 lub 355 dni, drugie są to lata *pełne*, po 383 lub 384 dni. Miesiące nie mają żadnych nazw, tylko oznaczane są liczbami. Za początek roku przyjmuje się początek tego miesiąca, w którym słońce wstępuje w znak Ryb; w ten sposób rok zaczyna się zawsze między 10 stycznia a 19 lutego. W chronologii chińskiej są w zastosowaniu cykle, obejmujące po 60 lat; początek owej rachuby cyklicznej przypada na rok 2636 przed nar. Chr. W roku 1923 rozpoczął się cykl 77, w którym rok 1931 jest dziewiątym.

#### Zadanie:

Jakie liczby odpowiadają rokowi bieżącemu w kalendarzu żydowskim, mahometańskim i chińskim?

## Alfabet grecki

A, α alfa	N, ν ni
B, β beta	Ξ, ξ ksi
Γ, γ gamma	Ο, ο omikron
Δ, δ delta	Π, π pi
Ε, ε epsilon	Ρ, ρ ro
Ζ, ζ dzeta	Σ, σ, ς sigma
Η, η eta	Τ, τ tau
Θ, θ, ϑ theta	Υ, υ ypsilon
Ι, ι jota	Φ, φ fi
Κ, κ kappa	Χ, χ chi
Λ, λ lambda	Ψ, ψ psi
Μ, μ mi	Ω, ω omega

TABLICA I

## Położenie geograficzne niektórych miejscowości w Polsce

Miejscowość	$\varphi$	$-\lambda$	$h$	Miejscowość	$\varphi$	$-\lambda$	$h$
Białystok	53° 07'	23° 14'	140	Łomża	53° 10'	22° 08'	130
Brześć n. Bugiem	52° 05'	23° 38'	133	Łuck	50° 45'	25° 20'	180
Bydgoszcz	53° 07'	18° 00'	33	Nowogródek	53° 35'	25° 50'	304
Chełm	51° 08'	23° 29'	200	Nowy Sącz	49° 38'	20° 42'	290
Cieszyn	49° 45'	18° 38'	277	Pińsk	52° 07'	26° 07'	140
Częstochowa	50° 45'	19° 06'	286	Piotrków	51° 24'	19° 42'	190
Dąbrowa Górnicza	50° 20'	19° 11'	280	Płock	52° 32'	19° 46'	54
Drohobycz	49° 21'	23° 31'	309	Poznań	52° 24'	16° 53'	85
Gdynia	54° 34'	18° 33'	0	Przemysł	49° 47'	22° 47'	241
Gniezno	52° 32'	17° 34'	105	Puck	54° 43'	18° 25'	0
Grodno	53° 41'	23° 50'	115	Radom	51° 24'	21° 09'	150
Inowrocław	52° 48'	18° 16'	90	Równe	50° 37'	26° 12'	180
Kalisz	51° 45'	18° 06'	105	Rzeszów	50° 03'	22° 00'	215
Katowice	50° 16'	19° 02'	260	Sandomierz	50° 41'	21° 46'	168
Kielce	50° 52'	20° 37'	270	Sosnowiec	50° 16'	19° 07'	250
Kołomyja	48° 32'	25° 03'	280	Stanisławów	48° 56'	24° 43'	256
Kowel	51° 13'	24° 43'	173	Stryj	49° 16'	23° 51'	302
Kraków	50° 04'	19° 58'	222	Tarnopol	49° 43'	25° 36'	319
Królewska Huta	50° 18'	18° 57'	300	Tarnów	50° 01'	21° 00'	225
Krynica	49° 26'	20° 58'	585	Toruń	53° 01'	18° 38'	36
Krzemieniec	50° 06'	25° 43'	290	Warszawa	52° 13'	21° 02'	121
Lublin	51° 14'	22° 35'	175	Wilno	54° 41'	25° 15'	122
Lwów	49° 50'	24° 01'	338	Zakopane	49° 18'	19° 57'	837
Łódź	51° 47'	19° 30'	200	Zaleszczyki	48° 38'	25° 54'	301

TABLICA II

## Położenie geograficzne niektórych punktów ziemi

Miejscowość	$\varphi$	$\lambda$	$h$	Miejscowość	$\varphi$	$\lambda$	$h$
Algier	36° 38'	0h 12m 8s	242	Leningrad	59° 57'	2h 1m 11s	3
Amsterdam	52° 22'	0h 19m 30s	5	Lima	12° 03'	5h 8m 12s	156
Ateny	37° 58'	1h 34m 52s	110	Lizbona	38° 43'	0h 36m 45s	95
Barcelona	41° 25'	0h 8m 30s	415	London	51° 31'	0h 0m 24s	30
Belgrad	44° 48'	1h 21m 56s	80	Madryt	40° 25'	0h 14m 45s	656
Berlin (Babelsberg)	52° 24'	0h 52m 25s	82	Meksyk	19° 26'	6h 36m 27s	2277
Bombay	18° 54'	4h 51m 16s	19	Moskwa	55° 45'	2h 30m 17s	166
Bruksela	50° 48'	0h 17m 26s	102	Nowy Jork	40° 45'	4h 55m 54s	38
Budapeszt	47° 30'	1h 16m 15s	110	Odesa	46° 29'	2h 3m 2s	55
Buenos Aires	34° 37'	3h 53m 28s	0	Oslo	59° 55'	0h 42m 53s	25
Bukareszt	44° 25'	1h 44m 27s	83	Paryż	48° 50'	0h 9m 21s	67
Chicago	41° 50'	5h 50m 28s	182	Peking	39° 54'	7h 45m 53s	37
Edynburg (Szkocja)	55° 55'	0h 12m 44s	146	Praga	50° 05'	0h 57m 40s	197
Gdańsk	54° 21'	1h 14m 40s	3	Rewel	59° 26'	1h 39m 0s	0
Genewa	46° 12'	0h 24m 37s	406	Rio de Janeiro	22° 55'	2h 52m 54s	38
Greenwich	51° 29'	0h 0m 0s	47	Ryga	56° 57'	1h 36m 28s	13
Hamburg	53° 33'	0h 39m 53s	30	Rzym (Kapitol)	41° 54'	0h 49m 56s	65
Helsingfors	60° 10'	1h 39m 49s	33	Singapore	1° 17'	6h 55m 24s	8
Hongkong (Chiny)	22° 18'	7h 36m 41s	33	Sofia	42° 42'	1h 33m 16s	540
Honolulu	21° 18'	10h 31m 28s	4	Spitzbergen	77° 41'	0h 59m 20s	0
Jerozolima	31° 47'	2h 20m 52s	790	Sztokholm	59° 21'	1h 12m 14s	44
Johannesburg (Transwal)	26° 11'	1h 52m 7s	1741	Sydney	33° 52'	10h 4m 50s	44
Kairo	30° 05'	2h 5m 8s	22	Tokjo (Japonja)	35° 40'	9h 18m 10s	59
Kalkuta	22° 33'	5h 53m 24s	6	Tunis	36° 46'	0h 40m 40s	5
Kapsztad	33° 56'	1h 13m 56s	16	Waszyngton	36° 54'	5h 8m 18s	62
Kijów	50° 27'	2h 2m 0s	184	Warszawa	52° 13'	1h 24m 7s	121
Konstantynopol	41° 05'	1h 55m 56s	75	Watykan	41° 54'	0h 49m 48s	100
Kopenhaga	55° 41'	0h 50m 19s	14	Wiedeń	48° 13'	1h 5m 26s	211
Kowno	54° 54'	1h 35m 32s	27	Władywostok	43° 07'	8h 47m 36s	23
Królewiec	54° 43'	1h 21m 59s	22	Zurych	47° 23'	0h 34m 12s	469

Średnie miejsca gwiazd (dla epoki 1931'0), zestawione według rosnących wznoszeń prostych

TABLICA III

Nazwa gwiazdy	Wielkość	Widmo	Wznoszenie proste	Zboczzenie	Para-laksa	Nazwa gwiazdy	Wielkość	Widmo	Wznoszenie proste	Zboczzenie	Para-laksa
<i>α</i> Andromedae	2-15	A0	0h 4m 49s	+ 28° 42-6'	0-0-40''	<i>ε</i> Canis Majoris	1-63	B1	6h 55m 55s	- 28° 52-6'	0-0-12''
<i>β</i> Cassiopeiae	2-42	F5	0h 5m 29s	+ 58° 46-2'	0-0-71''	<i>δ</i> Canis Majoris	1-98	F8	7h 5m 35s	- 26° 17-0'	0-0-10''
<i>γ</i> Pegasi	2-87	B2	0h 9m 41s	+ 14° 48-0'	0-0-10''	<i>η</i> Canis Majoris	2-43	B5	7h 21m 22s	- 29° 10-0'	0-0-10''
<i>α</i> Cassiopeiae	2-1-2-6	A0	0h 36m 35s	+ 56° 9-6'	0-0-17''	<i>α</i> Gemino- rum	1-58	A0	7h 30m 12s	+ 32° 2-5'	0-0-7-4''
<i>β</i> Ceti	2-24	K0	0h 40m 08s	+ 18° 21-9'	0-0-40''	<i>α</i> Gemino- rum	0-48	F5	7h 35m 41s	+ 5° 24-2'	0-3-10''
<i>γ</i> Cassiopeiae	2-25	B9	0h 52m 32s	+ 60° 20-6'	0-0-36''	<i>β</i> Gemino- rum	1-21	K0	7h 41m 06s	+ 28° 11-7'	0-1-10''
<i>δ</i> Andromedae	2-37	Mα	1h 5m 52s	+ 35° 15-3'	0-0-44''	<i>α</i> Hydrae	2-16	K2	9h 24m 12s	+ 8° 21-5'	0-0-16''
<i>β</i> Andromedae	2-80	A5	1h 21m 17s	+ 59° 52-6'	0-0-30''	<i>α</i> Leonis	1-34	B8	10h 4m 42s	+ 12° 18-3'	0-0-53''
<i>α</i> Ursae Minoris	2-12	F8	1h 37m 25s	+ 83° 56-0'	0-0-12''	<i>β</i> Ursae Majoris	2-44	A0	10h 57m 41s	+ 56° 45-2'	0-0-43''
<i>γ</i> Andromedae	2-28	K2	1h 59m 39s	+ 42° 0-0'	0-0-13''	<i>α</i> Ursae Majoris	1-95	K0	10h 58m 29s	+ 62° 7-4'	0-0-30''
<i>α</i> Arietis	2-23	Mα	2h 3m 17s	+ 3° 49-2'	0-0-17''	<i>β</i> Leonis	2-23	A3	10h 59m 33s	+ 14° 57-5'	0-0-95''
<i>α</i> Ceti	2-82	F5	2h 58m 47s	+ 53° 14-3'	0-0-17''	<i>γ</i> Ursae Majoris	3-44	A0	11h 45m 33s	+ 57° 24-9'	0-0-44''
<i>β</i> Persi	2-92	F5	3h 19m 23s	+ 49° 37-0'	0-0-20''	<i>δ</i> Ursae Majoris	2-54	A0	11h 50m 13s	+ 54° 4-7'	0-0-41''
<i>γ</i> Persi	2-82	B8	3h 38m 00s	+ 47° 34-1'	0-0-15''	<i>ε</i> Ursae Majoris	1-68	A2	12h 12m 01s	+ 57° 24-9'	0-0-45''
<i>α</i> Tauri	2-3-3-5	B5	3h 19m 23s	+ 49° 37-0'	0-0-20''	<i>ζ</i> Ursae Majoris	3-44	A0	12h 51m 00s	+ 56° 20-0'	0-0-45''
<i>β</i> Orionis	1-90	F5	3h 58m 00s	+ 47° 34-1'	0-0-15''	<i>η</i> Ursae Majoris	2-44	A2	13h 21m 09s	+ 57° 24-9'	0-0-43''
<i>α</i> Aurigae	1-06	K5	4h 31m 58s	+ 16° 8-8'	0-0-06''	<i>α</i> Bootis	1-91	B3	13h 44m 33s	+ 10° 48-1'	0-0-17''
<i>β</i> Aurigae	0-34	B8	5h 11m 13s	+ 8° 16-8'	0-0-06''	<i>β</i> Ursae Majoris	1-21	B3	14h 12m 31s	+ 49° 38-4'	0-0-13''
<i>γ</i> Orionis	0-21	G0	5h 11m 33s	+ 45° 55-8'	0-0-08''	<i>γ</i> Ursae Minoris	2-24	K0	14h 12m 31s	+ 19° 32-5'	0-0-85''
<i>δ</i> Orionis	1-78	B8	5h 21m 26s	+ 6° 17-3'	0-0-17''	<i>α</i> Coronae Borealis	2-31	A2	15h 20m 49s	+ 74° 26-2'	0-0-35''
<i>ε</i> Orionis	1-70	B2	5h 21m 56s	+ 28° 33-0'	0-0-35''	<i>α</i> Scorpil	2-31	A0	15h 31m 46s	+ 72° 4-8'	0-0-42''
<i>ζ</i> Orionis	2-48	B8	5h 28m 29s	+ 17° 52-2'	0-0-09''	<i>α</i> Ophiuchi	1-22	Mα	16h 25m 10s	+ 26° 56-7'	0-0-44''
<i>α</i> Leporis	2-65	F0	5h 29m 41s	+ 17° 52-2'	0-0-17''	<i>α</i> Sagittari	2-14	A5	17h 31m 44s	+ 12° 36-5'	0-0-52''
<i>β</i> Aurigae	1-70	B0	5h 32m 43s	+ 9° 41-6'	0-0-13''	<i>α</i> Lyrae	0-14	A5	17h 31m 44s	+ 12° 36-5'	0-0-52''
<i>γ</i> Orionis	2-20	B0	5h 44m 29s	+ 7° 23-7'	0-0-12''	<i>α</i> Aquilae	0-89	B3	18h 50m 59s	+ 38° 43-1'	0-1-23''
<i>α</i> Orionis	0-92	Mα	5h 51m 26s	+ 44° 56-5'	0-0-29''	<i>α</i> Cygni	1-33	A5	19h 47m 25s	+ 8° 41-1'	0-2-00''
<i>β</i> Aurigae	2-07	A0	5h 54m 28s	+ 17° 55-2'	0-0-12''	<i>α</i> Piscei Austrini	1-29	K0	20h 43m 22s	+ 33° 42-7'	0-0-45''
<i>β</i> Canis Majoris	1-99	B1	6h 19m 40s	+ 16° 27-6'	0-0-47''	<i>α</i> Pegasi	2-61	A3	22h 58m 50s	+ 27° 42-5'	0-0-20''
<i>γ</i> Gemino- rum	1-93	A0	6h 33m 44s	+ 16° 37-2'	0-3-75''	<i>α</i> Pegasi	2-57	Mα	23h 0m 26s	+ 27° 42-5'	0-0-20''
<i>α</i> Canis Majoris	1-58	A0	6h 42m 07s	+ 16° 37-2'	0-3-75''	<i>α</i> Pegasi	2-57	A0	23h 1m 19s	+ 14° 50-0'	0-0-34''

## SPIS RZECZY

Str.  
1—22

## ROZDZIAŁ I. Ruch dzienny sklepienia niebieskiego

1. Widnokrag. Horyzont fizyczny. Kształt ziemi. 2. Promień widnokregu. Depresja horyzontu fizycznego. Zadanie. 3. Sklepienie niebieskie. 4. Orientowanie się na niebie. Ćwiczenia. 5. Spółrzędne sferyczne. 6. Układ poziomowy. Ćwiczenie. 7. Narzędzie uniwersalne. 8. Ruch dzienny gwiazd. Zadanie i ćwiczenie. 9. Spółrzędne geograficzne. Zadanie. 10. Spółrzędne godzinne. Zadania. 11. Spółrzędne równikowe. Czas gwiazdowy. Zadania i ćwiczenia. 12. Czas miejscowy. Zadanie. 13. Wysokość górowania i dołowania gwiazd. Zadania. 14. Zależność widoku nieba od długości i szerokości geograficznej. Położenie nieba ukośne. Zadanie. 15. Położenie nieba równoległe. 16. Położenie nieba prostopadłe. 17. Wyznaczanie południka oraz szerokości i długości geograficznej. Zadania i ćwiczenia.

## ROZDZIAŁ II. Dowody ruchu wirowego ziemi

23—32

18. Dwa różne poglądy na ruch dzienny nieba. Ruch paralaktyczny. 19. Odchylenie się od pionu ciał swobodnie spadających. Zadanie. 20. Odchylenia ruchów poziomych. 21. Pozorny ruch płaszczyzny wahań. Zadanie. 22. Przyspieszenie siły ciężkości. Zadania. 23. Kształt ziemi.

## ROZDZIAŁ III. Ruch słońca na sklepieniu niebieskim

32—48

24. Ekliptyka. Zadania i ćwiczenia. 25. Zwierzynek niebieski. Ćwiczenie. 26. Rok zwrotnikowy. Czas słoneczny prawdziwy i średni. Równanie czasu. Zadania i ćwiczenia. 27. Czas astronomiczny i cywilny. Czas strefowy, ustawowy i uniwersalny. Zadania i ćwiczenia. 28. Wyznaczanie czasu. Zadania i ćwiczenia. 29. Wyznaczanie długości geograficznej na podstawie obserwacji południkowych. Zadania i ćwiczenia. 30. Zmiany długości dnia i nocy w ciągu roku. Zadania i ćwiczenia. 31. Pory roku. 32. Strefy klimatyczne ziemi. Zadania. 33. Układ ekliptyczny. Zadania i ćwiczenia.

## ROZDZIAŁ IV. Ruch ziemi dokoła słońca

48—61

34. Ruch roczny słońca, uważany za paralaktyczny. 35. Zmiany wysokości południkowej słońca przy założeniu ruchu paralaktycznego. 36. Paralaksa roczna. Zadania. 37. Aberacja roczna. Zadanie. 38. Kształt drogi ziemskiej. Zadania. 39. Kierunek osi wielkiej drogi ziemi. Anomalia prawdziwa. 40. Prędkość ruchu ziemi w jej drodze dokoła słońca. Zadania. 41. Długość pór roku. Rok gwiazdowy i anomalistyczny. Zadanie.

## ROZDZIAŁ V. Ruch księżycy

61—69

42. Miesiąc gwiazdowy i zwrotnikowy. Droga księżycy na niebie. Zadania i ćwiczenia. 43. Cofanie się węzłów drogi księżycy. Miesiąc smoczy. 44. Kształt drogi księżycy. Kierunek wielkiej osi. Miesiąc anomalistyczny. 45. Odmiany księżycy. Miesiąc synodyczny. Zadania. 46. Wyjaśnienie odmian księżycy. Zadanie. 47. Światło popielate. Irradiacja. 48. Droga księżycy dokoła słońca.

	Str.
ROZDZIAŁ VI. Ruch planet	69—80
49. Cechy ogólne ruchu planet. Planety dolne i górne. 50. Planety dolne. 51. Planety górne. 52. Widzialność planet. Ćwiczenie. 53. Układ Ptolemeusza i Kopernika. 54. Wyjaśnienie ruchu planet dolnych. 55. Wyjaśnienie ruchu planet górnych. 56. Obiegi gwiazdowe planet. Zadania. 57. Prawa Keplera. Zadania. 58. Elementy dróg planetarnych.	
ROZDZIAŁ VII. Ciężenie powszechne	80—91
59. Prawo powszechnej grawitacji. Perturbacje. Zadania. 60. Wyznaczenie mas oraz średnich gęstości słońca i planet. Zadania. 61. Natężenie siły ciężkości i ciężar na powierzchni ciał niebieskich. Zadania i ćwiczenie. 62. Przy pływy i odpływy mórz i oceanów. 63. Precesja. 64. Nutacja.	
ROZDZIAŁ VIII. Kształt i rozmiary ziemi. Paralaksa dzienna. Zjawiska, zależne od atmosfery ziemskiej	91—98
65. Pomiar ziemi. Szerokość geograficzna i geocentryczna. Zadania. 66. Paralaksa dzienna. Zadania. 67. Pomiar odległości ciał niebieskich. Zadania. 68. Atmosfera ziemska. Absorbpcja atmosferyczna. 69. Refrakcja astronomiczna. Zadania i ćwiczenie.	
ROZDZIAŁ IX. Zaćmienia i zjawiska pokrewne	98—107
70. Przyczyna zaćmień. Saros. Zadanie. 71. Zaćmienie księżyca. Zadania i ćwiczenie. 72. Zaćmienia słońca i ich rodzaje. Zadania i ćwiczenie. 73. Częstotliwość zaćmień słońca i księżyca. 74. Znaczenie zaćmień słońca dla poznania jego przyrody. 75. Zjawiska, pokrewne zaćmieniom. Ćwiczenia.	
ROZDZIAŁ X. Gwiazdy stałe	107—117
76. Odległości gwiazd. Zadania. 77. Migotanie gwiazd. Irradycja. 78. Jasność i barwa gwiazd. Zadania i ćwiczenia. 79. Liczba gwiazd. Zadania. 80. Ruch gwiazd. Zadania. 81. Ruch układu słonecznego w przestrzeni. Ćwiczenie. 82. Gwiazdy podwójne i wielokrotne. Zadanie. 83. Układy ciasne.	
ROZDZIAŁ XI. Budowa fizyczna słońca	117—127
84. Znaczenie analizy widmowej dla badań astrofizycznych. Zadania. 85. Rozmiary, promieniowanie i temperatura słońca. Zadania. 86. Powierzchnia słońca. 87. Plamy słoneczne. Ruch wirowy słońca. Pochodnie. 88. Analiza widmowa fotosfery, plam i pochodni. 89. Chromosfera i protuberancje. 90. Warstwa odwracająca. Korona słoneczna. 91. Budowa słońca. Energia słońca, Zadanie.	
ROZDZIAŁ XII. Budowa fizyczna planet	127—140
92. Światło zwierzyńcowe. 93. Merkury. Zadania. 94. Wenus. 95. Ziemia i jej księżyc. Zadania. 96. Powierzchnia księżyca. Ćwiczenie. 97. Mars. Ćwiczenia. 98. Planetoidy. Zadania. 99. Jowisz. Zadanie. 100. Saturn. Ćwiczenie. 101. Uran. Neptun. Pluton. Zadania. 102. Powstanie układu słonecznego.	
ROZDZIAŁ XIII. Komety i meteory	140—148
103. Drogi komet. Zadanie. 104. Cechy charakterystyczne komet. 105. Ogony komet. 106. Budowa fizyczna komet. 107. Ogólne cechy meteorów. Aeorolity. 108. Gwiazdy spadające. 109. Roje gwiazd spadających. Punkty promieniowania rojów. Ćwiczenie. 110. Wyjaśnienie perjodyczności rojów. 111. Drogi rojów. Związek rojów z kometami.	

	Str.
ROZDZIAŁ XIV. Własności fizyczne gwiazd i mgławic. Budowa wszechświata	148—162
112. Klasyfikacja widm gwiazd i mgławic. Ćwiczenia. 113. Ewolucja gwiazd. Olbrzymy i karły. Paralaksy spektroskopowe. Masy gwiazd. Zadania. 114. Gwiazdy zmienne. Paralaksy fotometryczne. Zadania i ćwiczenia. 115. Gwiazdy »nowe«. Zadanie. 116. Gromady gwiazd. Mgławice. Ćwiczenie. 117. Droga mleczna. Ćwiczenie. 118. Układ Małej i Wielkiej Galaktyki. Wszechświaty-Wyspy. Ogrom i budowa wszechświata.	
ROZDZIAŁ XV. Rachuba czasu	162—169
119. Kalendarz juljański i gregorjański. 120. Początek okresów kalendarzowych. 121. Litera niedzielną. Liczba złota. Cykl słoneczny. Epakta. Zadania. 122. Data Wielkanocy. Zadania. 123. Indykcja. Era juljańska. Zadania. 124. Kalendarz żydowski, mahometański i chiński. Zadanie.	
Alfabet grecki	170
Tablice	170—172
I. Położenie geograficzne niektórych miejscowości w Polsce. II. Położenie geograficzne niektórych punktów ziemi. III. Średnie miejsc gwiazd (dla epoki 1931·0), zestawione według rosnących wznoszeń prostych.	

## ERRATA

Strona	Zamiast :	Ma być :
47 w. 19 od góry	24°	25° 10'
87 w. 11 od góry	Przyjmując	2. Przyjmując
100 w. 14 od góry	$H_1EH$	$H_1E_1H$
108 w. 13 od góry	10 <sup>12</sup>	10 <sup>8</sup>
118 w. 6 od dołu	1.300	4.300